Andreas Kammerer · Mike Kretlow

Kometen beobachten

Ausgabe März 2010

Kometen beobachten

Praktische Anleitung für Amateurbeobachter

Andreas Kammerer · Mike Kretlow

2. überarbeitete und aktualisierte Ausgabe (2010)

Unter Mitarbeit von Matthias Achternbosch, Otto Guthier, Jost Jahn, Stefan Korth, Jürgen Linder, Hartwig Lüthen, Michael Möller, Hans-Ludwig Neumann†

Hinweis

Diese Dokumentenversion ist eine gegenüber V1.0 und dem gedruckten Buch (1998) aktualisierte und überarbeitete Version. Weitere Aktualisierungen und Erweiterungen werden in unregelmäßigen Abständen wiederum als PDF-Dokument im Internet (http://kometen.fg-vds.de/veroeff.htm) frei verfügbar sein. Hinweise und Vorschläge seitens der Leser sind sehr willkommen.

Lizenz

Dieses Dokument darf nur **unverändert** und **kostenlos** weiter gegeben bzw. zur Verfügung gestellt werden. Die kommerzielle Nutzung, auch von Teilen, des Inhaltes bedarf aber der Zustimmung der Herausgeber. Das Copyright liegt weiterhin bei den Autoren und Herausgebern.

Versionshistorie

V1.0	09.06.2007	Initialversion (inhaltlich fast unveränderte Buchversion)
V2.0	22.03.2010	Aktualisierte & überarbeitete Version

Vorwort

Kometen, diese oftmals unerwartet auftretenden, zeitweise größten Objekte am Nachthimmel, haben die Phantasie der Menschen schon immer beschäftigt. Zwar haben die Schweifsterne heutzutage ihre Rolle als Verkünder kommender, hauptsächlich schlimmer Ereignisse eingebüßt, die große Faszination, die sie ausüben, ist aber bis auf den heutigen Tag geblieben, wie die Erscheinung des Kometen Hyakutake im Frühjahr 1996 eindrucksvoll demonstrierte, ist ihr Erscheinungsbild doch so ganz anders als das der bekannten Himmelskörper.

Umso überraschender war die Tatsache, daß es bislang im deutschsprachigen Raum kein Buch gab, das die Kometenbeobachtung und -auswertung umfassend behandelt. Dies ist umso erstaunlicher, als Kometen zahlreiche Besonderheiten aufweisen, für deren genaue Erfassung eigene Methoden angewandt werden müssen. Das vorliegende Buch versucht nun, diese Lücke zu schließen.

Die ersten Überlegungen zur Erstellung des vorliegenden Buches reichen zurück bis zur Halley-Kampagne. Damals, 1985/86 hatte die *International Halley Watch* eine Anleitung zur Beobachtung von Kometen erstellt, nach der sich alle Teilnehmer zu richten hatten. Der Wunsch nach einem möglichst umfassenden Buch für den aktiven Beobachter wurde auf einer Kometentagung im Herbst 1986 geäußert und vom damaligen Leiter der VdS-Fachgruppe Kometen, Jürgen Linder, aufgegriffen. Andreas Kammerer übernahm die Koordination dieses Fachgruppen-Projekts. Die ersten konkreten Schritte hin zu diesem Werk wurden auf der Planeten- und Kometentagung im Frühjahr 1988 und auf der ersten Autorensitzung Ende des gleichen Jahres eingeleitet.

Der Projektverlauf gestaltete sich schwieriger als erwartet, hauptsächlich infolge der Überlastung einiger Autoren, wodurch die Fertigstellung mehrfach verzögert wurde. Verschiedene Teile des Buches mußten immer wieder überarbeitet und aktualisiert oder ergänzt werden. Andreas Kammerer übernahm die Betreuung der Kapitel 1–7, Mike Kretlow die der Kapitel 8–12.

Schließlich wurden alle Beiträge in eine einheitliche Form gebracht und von Mike Kretlow in ein LaTeX-Manuskript umgesetzt.

Nun liegt das Taschenbuch für Kometenbeobachter vor und die Herausgeber und Autoren hoffen, damit ein Werk geschaffen zu haben, das dem Leser bei der Kometenbeobachtung und der anschließenden Auswertung hilfreich zur Seite steht. Allen Beteiligten ist aber klar, daß eine erste Auflage immer verbesserungsfähig ist. Für Anregungen und Wünsche sind wir daher offen und werden versuchen, diese in einer zukünftigen Auflage zu realisieren.

Ein solches Werk hat viele Väter. Zum Gelingen dieses Buches haben neben den Autoren und Photographen eine ganze Reihe weiterer Personen beigetragen. Diesbezüglich möchten wir uns an erster Stelle bei Herrn Dr. Hans Jakob Staude von der Redaktion Sterne und Weltraum, Heidelberg, bedanken, der dieses Projekt von Anfang an mit viel Wohlwollen verfolgt, zahlreiche Anregungen beigesteuert und uns in schwierigen Phasen Mut zum Weitermachen gemacht hat. Bedanken möchten wir uns auch bei Daniel Green, dem Herausgeber des International Comet Quarterly, für die Zustimmung zur Publikation der ICQ-Schlüssellisten und der Extinktionstabellen. Herrn Dr. Ulrich Bastian gebührt unser Dank für die Bereitstellung von wertvollen Vorabinformationen zu den Hipparcos- und Tycho-Sternkatalogen. Herrn Werner Celnik danken wir für wertvolle Hinweise zur photographischen Kometenbeobachtung.

Herrn G.D. Roth (Verlag Sterne und Weltraum) und Herrn W. Hentze (Hüthig-Verlag) danken wir für ihr Vertrauen in dieses Projekt.

Besonders bedanken möchten wir uns schließlich bei Maike Heubel und Yvonne Kammerer für ihre Mitarbeit und ihr Verständnis dafür, daß sie im Verlauf der letzten Monate viele Wochenenden und Abende ohne uns auskommen mußten.

Mike Kretlow, Siegen, Februar 1997.
Andreas Kammerer, Ettlingen, Februar 1997.

Vorwort zur zweiten überarbeiteten Version

Im Sommer 2006 teilte uns der Verlag Sterne und Weltraum mit, dass er das Buch ”Kometen beobachten” aus seinem Vertriebsprogramm nehmen wird. Alle Rechte würden an die Autoren zurückfallen.

Schon kurze Zeit später war uns klar, dass wir das im Buch enthaltene Wissen über die Kometenbeobachtung und -auswertung nicht verloren gehen lassen wollten. Der Inhalt des Buches sollte als PDF-Ausgabe ins Internet gestellt werden.

Glücklicherweise hatte Mike Kretlow auf der Basis der von ihm erarbeiteten LaTeX-Dateien bereits eine PDF-Ausgabe erstellt, die schon bald auf den Internetseiten der FG Kometen zur Verfügung gestellt werden konnte.

Dabei war klar, dass die Inhalte einiger Kapitel dringend überarbeitet werden mussten. Dies ist in den letzten Monaten erfolgt, allerdings nicht für alle Kapitel, für die dies wünschenswert gewesen wäre, da sich nicht alle ehemaligen Autoren in der Lage sahen, die Überarbeitung durchzuführen. Es wurde aber versucht, sämtliche inhaltlichen oder Rechtschreibfehler zu beseitigen.

Überarbeitet bzw. aktualisiert wurden die Kapitel ”Kometenbeobachtung mit Amateurmitteln”, ”Die wichtigsten Sternkataloge für den Kometenbeobachter”, ”Spektroskopie” sowie die Anhänge A, C.3, und E. Das Kapitel ”Informationsquellen” ist entfallen. Dedizierte Hinweise auf weitere Ressourcen und Informationsquellen findet man in den einzelnen Beiträgen. Das Kapitel ”Astrometrie” wird vorübergehend aus dem Buch herausgenommen. Die wesentlichen Teile sollen in überarbeiteter Form dann zusammen mit der Photometrie in das Kapitel ”CCD-Beobachtung” einfliessen.

Es ist langfristig geplant, insbesondere die Kapitel über die Kometenbeobachtung mittels Photographie bzw. CCD zu überarbeiten.

Andreas Kammerer, Karlsruhe, November 2009.
Mike Kretlow, Hamburg, März 2010.

Inhaltsverzeichnis

Abbildungsverzeichnis **vii**

Tabellenverzeichnis **xi**

1 Geschichte der Kometenforschung **1**

1.1 Einleitung . . . 1
1.2 Was ist ein Komet ? . . . 2
1.3 Die Kometenastronomie bis Edmond Halley . . . 3
1.4 Anfänge der Kometenphysik . . . 6
1.5 Die moderne Kometenforschung . . . 11

2 Die Kometenbeobachtung mit Amateurmitteln **17**

Literaturverzeichnis . . . 34

3 Die visuelle Beobachtung **37**

3.1 Einleitung . . . 37
3.2 Die physiologischen Grundlagen . . . 37
3.3 Die Ausrüstung . . . 41
3.4 Der Standort . . . 46
3.5 Die Beobachtung . . . 47
3.5.1 Die einzelnen Beobachtungsgrößen . . . 47
3.5.2 Die Beobachtungsaufzeichnungen . . . 55
3.5.3 Kernnahe Strukturen . . . 57
3.6 Die visuelle Suche nach Kometen . . . 59
3.7 Schlußwort . . . 63
Literaturverzeichnis . . . 64

4 Die wichtigsten Sternkataloge für den Kometenbeobachter **65**

4.1 Allgemeines zu Sternhelligkeiten . . . 65

4.2 Die Sternkataloge im Vergleich 67
Literaturverzeichnis 70

5 Die Auswertung visueller Kometenbeobachtungen 71
5.1 Einleitung 71
5.2 Datengrundlage 72
5.3 Datenselektion 74
5.4 Allgemeine Auswertungshinweise 76
5.5 Bestimmung der Kometenparameter 77
5.5.1 Allgemeines über die Helligkeitsentwicklung von Kometen 77
5.5.2 Bestimmung der Helligkeitsparameter 83
5.5.3 Absoluter Komadurchmesser 88
5.5.4 Absolute Schweiflänge 91
5.5.5 Koma-Kondensationsgrad (DC) und Positionswinkel 93
5.6 Methoden zur weiteren Reduzierung der Streuung 95
5.6.1 Verwendung ausgewählter Beobachter 95
5.6.2 Verwendung ausgewählter Instrumentenkategorien 96
5.6.3 Gewichtete gleitende Mittelwerte 96
5.6.4 Kombination der genannten Methoden 101
5.7 Zusammenfassung 101
Literaturverzeichnis 102

6 Die photographische Beobachtung 103
6.1 Einleitung 103
6.2 Die photographische Optik 105
6.2.1 Wesentliche Faktoren für die Auswahl einer Optik 105
6.2.2 Kurzbrennweitige Optiken 106
6.2.3 Astrographen 107
6.2.4 Langbrennweitige Optiken 107
6.3 Die photographische Emulsion 109
6.3.1 Photochemischer Prozeß 109
6.3.2 Eigenschaften 109
6.3.2.1 Allgemeines 109
6.3.2.2 Schwarzschildeffekt 110

6.3.2.3 Auflösungsvermögen . . . 111
6.3.3 Hypersensibilisierung . . . 111
6.3.4 Geeignete Filme für die Kometenphotographie . . . 112
6.3.4.1 S/W-Filme . . . 113
6.3.4.2 Farbfilme . . . 113
6.4 Filter . . . 115
6.5 Nachführung . . . 117
6.5.1 Die direkte Kometennachführung . . . 118
6.5.2 Die indirekte Kometennachführung . . . 118
6.6 Photographische Beobachtungsprogramme . . . 121
6.7 Filmentwicklung und -verarbeitung . . . 123
6.8 Auswertung der Aufnahmen . . . 125
6.8.1 Grunddaten einer Photographie . . . 125
6.8.2 Helligkeit . . . 126
6.8.3 Komadurchmesser und Kondensationsgrad . . . 127
6.8.4 Schweiflänge und Positionswinkel . . . 127
6.8.5 Strukturen . . . 129
6.8.6 Photographischer Beobachtungsbogen . . . 130
6.9 Photographische Kometensuche . . . 131
Literaturverzeichnis . . . 134

7 Die CCD-Beobachtung 135

7.1 Einleitung . . . 135
7.1.1 Aufbau und Funktionsweise der Kamera . . . 137
7.2 Eigenschaften der CCD . . . 141
7.3 Die Meßgenauigkeit von CCDs . . . 145
7.3.1 Photonenrauschen . . . 145
7.3.2 Beitrag des Himmelshintergrundes . . . 146
7.3.3 Thermisches Rauschen . . . 147
7.3.4 Readout noise . . . 147
7.3.5 Das Signal/Rausch-Verhältnis . . . 148
7.3.6 Abschätzung des theoretischen Signal-Rauschverhältnisses . . . 150
7.3.6.1 Das Objekt-Signal . . . 150
7.3.6.2 Der Beitrag des Himmelshintergrundes . . . 153

7.3.6.3 Nachweisgrenze und Meßgenauigkeit: . . . 154
7.4 Astrometrie mit der CCD . . . 156
7.5 Photometrie von Kometen . . . 159
7.5.1 Vorbemerkung . . . 159
7.5.2 Grundlagen der Photometrie . . . 160
7.5.2.1 Helligkeitssysteme . . . 162
7.5.2.2 Datenreduktion . . . 168
7.5.3 Die Beobachtungstechniken . . . 172
7.5.3.1 Differentielle Photometrie . . . 174
7.5.3.2 Allsky-Photometrie . . . 175
7.5.4 Kometenphotometrie in der Praxis . . . 176
7.6 Grundzüge der Bildverarbeitung . . . 180

8 Spektroskopie **195**
8.1 Einleitung . . . 195
8.2 Einführung in die Physik der Kometen . . . 196
8.3 Spektrographen . . . 198
8.3.1 Bau eines Spaltspektrographen . . . 201
8.4 Die spektroskopische Beobachtung eines Kometen . . . 207
8.5 Auswertung der Spektren . . . 210
8.5.1 Software zur Bildverarbeitung und Spektren-Reduktion . . . 211
8.5.2 Bearbeitung der Rohbilder . . . 214
8.5.3 Wellenlängenkalibrierung . . . 215
8.5.4 Identifikation der Linien . . . 217
8.6 Informationsquellen und Amateur-Projekte . . . 218
Literaturverzeichnis . . . 223

9 Ephemeridenrechnung **225**
9.1 Einleitung . . . 225
9.2 Die Bahnelemente . . . 226
9.3 Wesentliche Hilfsformeln . . . 228
9.3.1 Winkelfunktionen . . . 229
9.3.2 Umrechnung Dezimalgrad in Grad/Bogenminuten und umgekehrt . . . 229
9.3.3 Rechnen mit dem Kalender (Julianisches Datum) . . . 230

9.4 Berechnung der rechtwinkligen Sonnenkoordinaten 232
9.5 Die Ephemeridenrechnung 236
9.5.1 Berechnung der Gaußkonstanten 236
9.5.2 Ephemeridenrechnung bei elliptischen Bahnen 236
9.5.3 Ephemeridenrechnung bei parabolischen Bahnen 238
9.5.4 Rechenbeispiele 239

10 Bahnbestimmung und -verbesserung 243
10.1 Einleitung 243
10.2 Historisches 244
10.3 Die Reduktion der Beobachtungen 245
10.3.1 Reduktion alter Beobachtungen 246
10.3.2 Auswahl der Beobachtungen 247
10.4 Das Zweikörperproblem 247
10.5 Die Bahnbestimmung 250
10.5.1 Formulierung der Aufgabe 250
10.5.2 Die Dreiecksflächen als Funktion der Zeit 251
10.5.3 Die Parabelbahnbestimmung nach Olbers-Banachiewicz 252
10.5.4 Die Eulersche Gleichung 253
10.5.5 Ableitung der Bahnelemente 255
10.5.6 Rechenschema 257
10.6 Die Bahnverbesserung 260
10.6.1 Die Variation der Elemente 262
10.6.2 Rechenschema 263
10.6.3 Anmerkung 268
10.7 Spezielle Störungsrechnung 268

A Was tun nach einer Kometenentdeckung? 271

B Die VdS-Fachgruppe Kometen 274

C Hilfstafeln 276
C.1 Tabelle der Tagesbruchteile 276
C.2 Extinktionstabellen (Quelle: ICQ 14, 55-59) 277
C.3 Tabelle mit der endgültigen Bezeichnung der ersten 150 periodischen Kometen 280

D Email-Format der FG Kometen für visuelle Beobachtungen **282**

E Schlüssellisten **284**

F Zeichenschablone und Beobachtungsbögen der VdS-FG Kometen **289**

Index **293**

Abbildungsverzeichnis

1.1 Schematische Darstellung eines Kometen. 3

2.1 Komet Takamizawa-Levy (1994f) und McNaught-Russell (1993v) 18
2.2 Komet Levy (1990c) 19
2.3 Komet C/1996 Q1 (Tabur) 21
2.4 Komet West (1976 VI) 22
2.5 Komet P/Machholz 2 (1994o) 23
2.6 Komet IRAS-Araki-Alcock (1983d) 24
2.7 Komet 1P/Halley 25
2.8 Komet Austin (1984i) 27
2.9 Komet 73P/Schwassmann-Wachmann 3) 28
2.10 Komet C/1996 B2 (Hyakutake) 29
2.11 Komet C/1996 B2 (Hyakutake) 30
2.12 Komet C/1996 B2 (Hyakutake) 31
2.13 Komet C/1996 B2 (Hyakutake) 31
2.14 Komet C/1996 B2 (Hyakutake) 32

3.1 Vergleich der spektralenEmpfindlichkeit dunkeladaptierter Stäbchen und Zäpfchen 38
3.2 Pupillendurchmesser in Äbhängigkeit des Alters 39
3.3 Visuelle Grenzgröße bei unterschiedlichen Öffnungen und Vergrößerungen . . 40
3.4 Das Auffinden eines Kometen via ”Star hopping”. 45
3.5 Die Helligkeitsschätzung nach der Sidgwick-Methode 48
3.6 Die Helligkeitsschätzung nach der Bobrovnikoff-Methode 49
3.7 Der Positionswinkel eines Kometenschweifes 54
3.8 Der Kondensationsgrad der Koma (kurz: DC). 54
3.9 Schematische Darstellung der inneren Kometenkoma 57

3.10 Zeichnung des Kometen Bradfield (1987 XXIX) 60
3.11 Zeichnung des Kometen C/1995 O1 (Hale-Bopp) 60

5.1 Komet Austin (1990 V) am 22.4.1990. 72
5.2 Zeitliche Entwicklung der Gesamthelligkeit des Kometen Austin (1990 V). . . 73
5.3 Wie Abbildung zuvor, jedoch nur selektierte Schätzungen. 76
5.4 Die heliozentrische Helligkeit von vier ausgewählten Kometen, aufgetragen über $\log r$. 81
5.5 Die heliozentrische Helligkeit von vier ausgewählten Kometen, aufgetragen über dt. 82
5.6 Die heliozentrische Helligkeit des Kometen Austin (1990 V), aufgetragen über $\log r$. 86
5.7 Die heliozentrische Helligkeit des Kometen Austin (1990 V), aufgetragen über dt. 87
5.8 Komet Austin (1990 V) am 27.5.1990 89
5.9 Zeitliche Entwicklung des scheinbaren Komadurchmessers und der scheinbaren Schweiflänge beim Kometen Austin (1990 V) 90
5.10 Zeitliche Entwicklung des absoluten Komadurchmessers und der absoluten Schweiflänge beim Kometen Austin (1990 V) 91
5.11 Entwicklung des Koma-Kondensationsgrades (DC-Wert) beim Kometen Austin (1990 V) während seiner Sichtbarkeit 93
5.12 Gewichtete gleitende 3-Tages-Mittel der Helligkeit beim Kometen Austin (1990 V). 97
5.13 Helligkeitsentwicklung des Kometen Tanaka-Machholz (1992d). 99

6.1 Komet Aarseth-Brewington $(1989a_1)$ 104
6.2 Schweifabriß beim Kometen 1P/Halley 108
6.3 Komet C/1996 B2 (Hyakutake) 114
6.4 Komet 1P/Halley in drei verschiedenen Farbbereichen 116
6.5 Die indirekte Kometennachführung 119
6.6 Beispiel für die indirekte Kometennachführung 121
6.7 Komet Bradfield (1987s) mit Gegenschweif und Kernschatten 122
6.8 Die hellen Enveloppen des Kometen C/1995 O1 (Hale-Bopp) 123
6.9 Komet Brorsen-Metcalf (1989o) 124
6.10 Komet 19P/Borrelly 1994/95 126

6.11 Komet 122P/de Vico 128
6.12 Komet 109P/Swift-Tuttle 129
6.13 Komet Okazaki-Levy-Rudenko (1989r) 130

7.1 Komet C/1996 B2 Hyakutake. Komposit aus 2 Aufnahmen 136
7.2 Schematischer Aufbau eines MOS-Kondensators 137
7.3 Zeilenweiser Aufbau des Sensor-Arrays 137
7.4 Schematischer Potentialverlauf in der Zelle bei positiv geschalteter Elektrode . 138
7.5 Ladungskopplung zweier Potentialsenken 139
7.6 Kopplung gleichartiger Elektroden bei einem Dreiphasentransfer 139
7.7 Dreiphasentransfer in einem CCD 139
7.8 Analog/Digital-Wandlung bei der ST-6 140
7.9 Quantenausbeute verschiedener Detektoren 142
7.10 Spektrale Empfindlichkeit des TC-211-Bausteins von Texas Instruments 142
7.11 Beispiel einer Poisson-Verteilung 146
7.12 Zahl der Quanten in $cm^{-2}\ s^{-1}\ Å^{-1}$ für einen G2-Stern der 0. Größe außerhalb der Atmosphäre 151
7.13 Leuchtdichte des Himmelshintergrunds 154
7.14 Festlegung eines geeigneten Array-Koordinatensystems für Positionsbestimmungen 158
7.15 P/Schaumasse (1992x) 158
7.16 Spektrale Durchlässigkeiten für UBV-Filter 163
7.17 Schematische Darstellung normierter Transmissionskurven der BVRI-Filter . . 165
7.18 Normierte Empfindlichkeitskurven 166
7.19 Schematische Darstellung von Transmissionskurven verschiedener Ordnungen eines Interferenzfilters 167
7.20 Transmissionen der Strömgren vby-Filter 167
7.21 Wegstrecke eines Lichttrahls abhängig von der Zenitdistanz 169
7.22 Schematische Darstellung einer Bouguerschen Geraden 169
7.23 Bestimmung der Transformationskoeffizienten für das V-Band 171
7.24 Diaphragma-Methode der Aperture-Photometrie zur Bestimmung des Signals eines Objektes 173
7.25 Spektrum des Kometen Kohoutek und die Bänder des IHW-Systems 177
7.26 Festlegung der Diaphragmagröße mit Hilfe eines xz-Querschnitt-Plots 178

7.27 Synthetisches 40 × 40-Pixel-Diaphragma . . . 178
7.28 Hintergrundssterne in der Koma . . . 178
7.29 Korrektur einer Rohaufnahme . . . 182
7.30 Lineares Skalieren . . . 184
7.31 Logarithmisches Skalieren . . . 185
7.32 Skalieren mit Potenzgesetzen . . . 185
7.33 M13, C11, f/6.3, 20s Integrationszeit; Linear skalieret. . . . 185
7.34 Gleiche Aufnahme wie Abbildung 7.33, jedoch potenziertes Skalieren mit Exponent 0.5. . . . 185
7.35 Gewichtung eines Pixelwertes einer Koordinate P(x,y) durch die benachbarten Pixelwerte . . . 186
7.36 Krater Kopernikus. Orginalaufnahme und geschärfte Aufnahme . . . 187
7.37 M51. Beispiel einer Bildverarbeitung mit Hilfe einer unscharfen Maske . . . 187

8.1 Swan-Banden des Kohlenstoffradikals C_2 . . . 197
8.2 Funktionsweise eines Spalt-Spektrographen . . . 198
8.3 CCD-Spektrum des planetarischen Nebels M57 . . . 200
8.4 Photographisches Spektrum des Kometen C/1996 B2 (Hyakutake) . . . 201
8.5 Aufbau eines selbstgebauten Spaltspektrographen . . . 203
8.6 Varianten eines beweglichen Rasierklingenspaltes . . . 204
8.7 Geradsichtprisma nach Amici . . . 205
8.8 Ansicht des im Text beschriebenen Spaltspektrographen . . . 206
8.9 CCD-Spektrum des Orionnebels (M42) . . . 209
8.10 CCD-Spektrum des Kometen C/2002 C1 (Ikeya-Zhang) . . . 210
8.11 Längenwellenkalibriertes Spektrum des Kometen C/2002 C1 . . . 211
8.12 Gitterspektrograph YASSP3 . . . 212

9.1 Definition der Keplerschen Bahnelemente . . . 227

Tabellenverzeichnis

3.1 Geeignete Instrumente und Atlanten für die Kometenbeobachtung 43
3.2 Visuelle Kometenbeobachtungen nach VdS-Schema (Beispiel) 55

6.1 Aufnahmebrennweite und Bildfeld (in Grad) 107
6.2 Photographische Kometenbeobachtungen nach VdS-Schema (Beispiel) 131
6.3 Code für die Güte einer Aufnahme 131

7.1 Auswahl von Daten zu bekannten CCD-Kameras 148
7.2 Abgeschätzte Signal/Rausch-Verhältniswerte für bestimmte Integrationszeiten . 156
7.3 Ergebnis einer Koordinatentransformation zur Positionsbestimmung des Kometen P/Schaumasse 159
7.4 Effektive Wellenlänge und Halbwertsbreiten der UBVRI-Filter 163
7.5 CCD-Filterkombinationen für das (U)BVRI-System 164
7.6 Definition der IHW-Bänder 176
7.7 Tabellenanhang: Abgeschätzte Signal/Rausch-Verhältniswerte 189

8.1 Auswahl der wichtigsten Emissionslinien 208
8.2 Dispersionsformel nach Hartmann: Beispiel 217
8.3 Kometen-Emissionsbanden 220

9.1 Parameter zur Berechnung der rechtwinkligen Sonnenkoordinaten 235

1 Geschichte der Kometenforschung

H.-L. Neumann†

1.1 Einleitung

Das Erscheinen heller Kometen hat seit jeher die Menschen in Angst und Schrecken versetzt. Anders als alle übrigen Himmelskörper sind sie weder vorhersagbar noch scheint ihre Bewegung unter den Sternen an irgendwelche Regeln gebunden. So zumindest muß es den frühen Beobachtern vorgekommen sein, wenn sie eine der auffälligen Erscheinungen verfolgt haben. Das allen sonstigen astronomischen Erfahrungen widersprechende Verhalten hat dazu geführt, daß Kometen für Gebilde der Erdatmosphäre gehalten wurden. Erst im 16. Jahrhundert begann die allmähliche Aufklärung ihres wahren Wesens.

Die Geschichte der Kometenastronomie ist voll von Erkenntnissen, Irrtümern – und Aberglauben. Noch im 18. Jahrhundert gibt es Flugschriften, die den unheilbringenden Einfluß eines Kometen verkünden.

Aber auch die moderne Zeit ist nicht frei von solchen Vorstellungen; man denke doch nur an die Schlagzeilen in den entsprechenden Presseorganen aus Anlaß der Sichtbarkeiten der Kometen Kohoutek oder Halley.

Die Erscheinungsformen der Kometen sind ebenso vielfältig wie die historischen Bezeichnungen für diese Himmelserscheinungen. Zum besseren Verständnis seien daher zu Beginn einige grundlegende Begriffe erläutert.

1.2 Was ist ein Komet ?

Schon sehr frühe Beobachtungsberichte von "Schweifsternen" unterscheiden die zwei wichtigsten Teile des Kometenbildes, das wir am Himmel beobachten können: *Kopf* und *Schweif* des Kometen (siehe Abbildungen 1.1 und 3.9). Die Helligkeit des Kometenkopfes nimmt in aller Regel von außen nach innen stark zu. Das führt zu dem Eindruck von einem Kern im Zentrum. Wir wissen aber, daß dieser Eindruck falsch ist. Was wir mit irdischen Teleskopen und aus großer Entfernung erkennen, ist nur der innerste und dichteste Teil der *Koma*, der den eigentlichen *Kometenkern*, der einen Durchmesser von etwa 1–20 km aufweist, umgibt. Die Koma stellt eine ausgedehnte Atmosphäre aus Gas und Staub dar, die sich bei der Annäherung des Kometenkörpers an die Sonne durch Verdampfen der Kometenmaterie bildet. Eine genauere Betrachtung des Kometenschweifs zeigt, daß er kein einheitliches Gebilde darstellt. Vielmehr lassen sich meist zwei verschiedene Typen unterscheiden: ein gerader, bläulich leuchtender *Gasschweif* (Typ I, auch als *Ionenschweif* bezeichnet) und ein breiterer, fächerartiger und meist gekrümmter *Staubschweif* (Typ II). Sowohl Koma wie Schweif zeigen Feinstrukturen, die oft schnellen Veränderungen unterliegen. Schalenartige Strukturen in der Koma werden als *Enveloppen* bezeichnet. Sie gehen häufig in *Schweifstrahlen* über. Ihre Ursache ist in den bei genauer Beobachtung zu erkennenden *Jets* zu suchen, die ihrerseits die Folge von Eruptionen von Gas und Staub auf der Oberfläche des Kometenkerns darstellen. Da der Kern rotiert, wird diese Materie durch eine Art Rasensprengereffekt unsymmetrisch in die Koma und schließlich auch in den Schweif verteilt. Durch Wechselwirkungen mit der Umgebung wird vor allem die Schweifmaterie stark beeinflußt. Die Ultraviolettstrahlung der Sonne ionisiert den Gasanteil, der dann bei der Rekombination ein Linienspektrum emittiert. Die elektrisch geladenen Teilchen werden von den Ionen des Sonnenwinds beeinflußt und reagieren auf das interplanetare Magnetfeld. Dadurch kommt es zu lokal unterschiedlichen Beschleunigungen der Schweifmaterie, die sich als große Relativbewegungen von Gaswolken innerhalb des Schweifs beobachten lassen. Gelegentlich werden auch Ablösungsvorgänge des Ionenschweifs vom Kometenkopf festgestellt *(Schweifabriß)*. Diese treten besonders dann auf, wenn eine Grenze zwischen Bereichen des interplanetaren Magnetfelds überschritten wird, die unterschiedliche Feldrichtungen haben.

Strukturen im Staubschweif haben zunächst ihre Ursache ebenfalls in der räumlich und zeitlich veränderlichen Freisetzungsrate von Materie an der Oberfläche des Kometenkerns. Größere Teilchen bewegen sich dann unter dem Einfluß der Gravitation der Sonne und des Kometenkerns auf Bahnen, die von Betrag und Richtung der Zusatzgeschwindigkeit bestimmt werden,

Abb. 1.1: Schematische Darstellung eines Kometen (A. Kammerer)

die sie bei ihrer Freisetzung erhalten haben. Auf kleine Teilchen (Größenordnung 500 nm) wirkt der *Strahlungsdruck*, der ihnen eine zusätzliche Beschleunigung von der Sonne weg erteilt.

Die beim Ausströmen der Materie aus dem Kern auftretenden Rückstoßkräfte beeinflussen auch die Bewegung des Kerns selbst. Sowohl die Bahn um die Sonne wie die Eigenrotation erfahren dadurch allmähliche Änderungen.

Das Zusammenwirken all dieser gravitativen und *nichtgravitativen Kräfte* führt zu den vielfältigen Erscheinungsformen, die bei verschiedenen Kometen zu beobachten sind. Ihre Aufklärung ist erst in der zweiten Hälfte des 20. Jahrhunderts gelungen. Allerdings sind auch heute noch zahlreiche Fragen ungeklärt – zu komplex sind die wirksamen chemischen und physikalischen Prozesse.

1.3 Die Kometenastronomie bis Edmond Halley

Die Geschichte der wissenschaftlichen Erforschung der Kometen im modernen Sinn beginnt mit der Erkenntnis von Apianus, daß der Kometenschweif stets von der Sonne weg zeigt. Bei seiner Annäherung an die Sonne zieht der Komet den Schweif also nach, bei seinem Weg von der Sonne weg in die Weiten des Planetensystems schiebt er ihn vor sich her. Schweifbildung und Sonne mußten also etwas miteinander zu tun haben.

Seine Beobachtungen an den Kometen von 1531 (P/Halley) bis 1539 veröffentlichte Apianus in einem der kostbarsten Bücher der Astronomiegeschichte, dem *Astronomicum Caesareum* (Apianus 1540). Das Buch geht noch von dem alten geozentrischen Weltbild aus. Dieses Weltbild wurde durch die Beobachtung des Kometen des Jahres 1577 in den Fundamenten erschüttert. Tycho Brahe verfolgte den Kometen mehrere Wochen lang und sammelte Beobachtungen aus ganz Europa (Brahe 1588, Gingerich 1977). Die an verschiedenen Orten (Hven, Prag, Kassel, Tübingen u.a.) bestimmten scheinbaren Kometenbahnen ergaben identische Resultate. Die fehlende parallaktische Verschiebung – bei Mondbeobachtungen deutlich zu erkennen – zeigte, daß sich der Komet stets weit außerhalb der Mondbahn befunden hatte. Damit war die auf Aristoteles zurückgehende Vorstellung widerlegt, daß Kometen zur "sublunaren" Welt gehörten; sie gehören vielmehr zum translunaren (himmlischen) Teil des Weltalls.

Während der Beobachtungszeit hatte sich die Entfernung Sonne–Komet ebenso wie der Abstand Erde–Komet stark geändert und der Komet hatte die Bahnen mehrerer Planeten und damit die Kristallsphären ungestört gekreuzt, die nach dem alten Weltbild diese Bahnen trugen. Tychos Schlußfolgerungen waren eindeutig: Diese Sphären konnten nicht existieren, das Weltbild mußte falsch sein.

In der Folge von Tychos Beobachtungen wurden die Versuche, die räumlichen Bahnen von Kometen zu bestimmen, zu einer der besonders eifrig betriebenen Aufgaben der Astronomie während des 17. Jahrhunderts. Eine Reihe aufsehenerregend heller Kometen förderte diese Bestrebungen ebenso wie die Einführung des Fernrohrs in die Astronomie und damit genauere Positionsbestimmungen. Aber zunächst war diesen Versuchen kein Erfolg beschieden.

Aus den Beobachtungen der Kometen 1607 (1P/Halley), 1618 I und 1618 II leitete Kepler (1619) geradlinige Bahnen ab, die die Kometen durch das Sonnensystem führen sollten. Es ist heute unverständlich, wie der Entdecker der Bewegungsgesetze der Planeten zu dieser Ansicht gelangen konnte.

1668 veröffentlichte Hevelius (Johann Hevelke, Danzig) ein Prachtwerk über Kometen, in dem er die Ansicht vertritt, daß Kometen Ausdünstungen der Planeten seien und sich zunächst auf Spiralbahnen von diesen entfernen und dann auf krummen (parabelähnlichen) Bahnen durch das Sonnensystem laufen (Hevelius 1668).

Erst das Erscheinen des großen Kometen von 1680 (Kirch), der sowohl vor wie nach seiner Sonnenpassage gut beobachtet werden konnte, brachte den Durchbruch in die richtige Richtung. Doerffel (1681) stellte fest, daß sich die beiden Bahnbögen durch eine einzige Parabel darstellen ließen, in deren Brennpunkt die Sonne stand (Dorscher & Moeller 1983).

Bei der Bewertung dieser Versuche muß man bedenken, daß es zu dieser Zeit keine Vorstellungen darüber gab, welche Kräfte für die Bewegung der Himmelskörper verantwortlich waren. Das allgemeine Gravitationsprinzip und das Gravitationsgesetz wurden erst 1687 veröffentlicht. Die bekannten Keplerschen Gesetze beschreiben nur die Bahnen und Bewegungen der Planeten, geben aber keinerlei physikalische Begründung. Ihre verallgemeinerte Anwendung auch auf andere Himmelskörper, etwa auf die Kometen, kam offensichtlich niemandem in den Sinn.

Die Entdeckung des Wiederkehrens bestimmter Kometen verdanken wir Edmond Halley, der in seiner 1705 erschienen *Zusammenfassung der Kometenastronomie* schreibt:

> ”Ich glaube, der Komet, der 1531 von Apianus beobachtet wurde, ist derselbe wie der, den Kepler und Longomontanus 1607 beschrieben und derselbe, den ich selbst nach erneuter Rückkehr 1682 beobachtet habe. . . . Nach allem wage ich zuversichtlich vorherzusagen, daß dieser um das Jahr 1758 wiederkommen wird.”
>
> (Halley 1705)

Von den 24 Kometen aus den Jahren 1332 bis 1698, deren Bahnelemente Halley in dieser Arbeit zusammenstellte und untereinander verglich, sollten eigentlich fünf periodisch sein. Aber bei vier davon war die scheinbare Übereinstimmung der Elemente Folge lückenhafter und ungenauer Beobachtungen. Nur einer, eben der später nach ihm benannte, erfüllte die Erwartung.

Halleys Vorhersage war zu seiner Zeit ein erhebliches Wagnis. Zwar war Newtons Gravitationstheorie bereits vor fast zwanzig Jahren veröffentlicht worden und ihre Bedeutung für die Bewegungstheorie der Planeten allgemein anerkannt. Aber es gehörten Mut und Überzeugung dazu, sich auf diese Theorie zu stützen, um die Bahn eines jener ungewöhnlichen Himmelskörper vorherzusagen, an denen sich so bedeutende Astronomen wie Kepler und Hevelius vergeblich versucht hatten.

Man muß in diesem Zusammenhang auch berücksichtigen, daß die Grenze des Sonnensystems zu Halleys Zeit immer noch durch die Bahn des Planeten Saturn gebildet wurde. Bei einer Umlaufszeit von 76 Jahren mußte die Bahn des Kometen nach dem 3. Keplerschen Gesetz eine große Halbachse von knapp 18 AE haben. Mit einer Exzentrizität von 0.967 ergibt sich eine Apheldistanz (sonnenfernster Bahnpunkt) von 35.3 AE, der Komet befindet sich dann weit jenseits der damals bekannten Grenze des Sonnensystems. Bis in die zweite Hälfte des 18. Jahrhunderts hinein blieb Halleys Komet in Sonnenferne das äußerste bekannte Mitglied der Sonnenfamilie!

Mit der Wiederentdeckung des Halleyschen Kometen durch Johannes Palitzsch im Dezember 1758 war bestätigt, daß das Gravitationsprinzip auch für Kometen gilt (Reichstein 1985). Nur waren die Bahnen der meisten periodischen Kometen nicht wie die der Planeten kreisähnlich, sondern eben langgestreckte Ellipsen.

Natürlich unterliegen auch die nicht-periodischen Kometen der Gravitationswirkung der Sonne und ihrer Planeten. Ihre Bahnen lassen sich stets in guter Näherung durch Parabeln darstellen. Damit gehören auch diese Kometen zu den Körpern des Sonnensystems.

1.4 Anfänge der Kometenphysik

Aus der Fülle der Beobachtungen, die in der Zeit nach Halley mit immer besseren technischen Mitteln durchgeführt wurden, ließ sich folgern, daß die Massen der Kometen gegenüber denjenigen aller anderen Körper des Sonnensystems verschwindend klein sein mußten. Dies wurde aus verschiedensten Beobachtungen erschlossen.

Einen besonders eindrücklichen Beweis für die Kleinheit der Kometenmassen lieferten die Kometen Lexell (1770 I) und Brooks 2 (1889 V),, die – wie spätere Rückrechnungen der Bahnen ergaben – 1767 bzw. 1886 das System der Jupitermonde durchquert hatten, ohne daß man eine Spur eines Einflusses auf deren Bewegung feststellen konnte. Dagegen hatte die Gravitationswirkung des großen Planeten die Bahn der Kometen völlig verändert (Wurm 1954).

Die Massen der Kometen wurden bis in die jüngste Zeit bei entsprechenden Gelegenheiten immer wieder neu bestimmt, die erhaltenen Werte dabei immer kleiner. Nahm Laplace 1805 noch

an, daß die Masse der Kometen nicht größer als 1/5000 der Erdmasse sein kann, so senkten die gegenseitigen Störungen, die die beiden Teile des 1846 zerbrochenen Kometen Biela aufeinander ausübten, diese Obergrenze auf etwa ein Millionstel Erdmasse ab. Aus der Annahme, daß die Koma des Kometen wie eine Atmosphäre durch die Schwerkraft des Kerns gebunden sei, leitete Faye für den Donatischen Kometen 1858 wiederum eine Masse ab, die um den Faktor 1000 kleiner war. In der Folgezeit mußte die Grenze nochmals auf ein Tausendstel dieses Wertes verringert werden (Tammann & Véron 1985, Sfountouris 1986).

Die Einflüsse der großen Planeten, insbesondere von Jupiter und Saturn, führen zur Bildung von Kometenfamilien, die sich durch eine etwa gleiche Größe der Bahnhalbachsen ihrer Mitglieder ausweisen. Sie entstehen bei nahen Vorübergängen der Kometen an den Planeten, wodurch die ursprünglichen Kometenbahnen erheblich verändert und die Umlaufszeiten meist deutlich verkürzt werden. Die Apheldistanz der neuen Kometenbahn ist danach von der gleichen Größenordnung wie die Halbachse des störenden Planeten. Aber auch das Gegenteil ist möglich: aus einem kurzperiodischen Kometen wird einer mit langer oder sehr langer Umlaufszeit. Welcher Fall eintritt und wie sich die Begegnung auf die Kometenbahn auswirkt, hängt von der gegenseitigen Stellung von Komet und Planet ab (Wurm 1954).

Das Erscheinungsbild eines Kometen sagt nichts aus über die wirkliche Größe dieses Himmelskörpers. Erstmals versuchte Tycho Brahe auf der Basis der von ihm ermittelten Parallaxen, die Dimensionen des Kometen von 1577 zu bestimmen. Wegen der Ungenauigkeiten der Messungen sind die zahlenmäßigen Ergebnisse zwar ohne Bedeutung, aber allein die qualitative Vorstellung von der gewaltigen Ausdehnung dieses Himmelskörpers öffnete zu seiner Zeit völlig neue Einsichten.

Die Feststellung innerer Strukturen und in deren Folge Hypothesen über den Aufbau eines Kometen ergaben sich, nachdem im Laufe des 17. Jahrhunderts zahlreiche helle Kometen mit dem Fernrohr beobachtet werden konnten. Seinen Eindruck von der Beobachtung des Halleyschen Kometen 1682 faßte Robert Hooke so zusammen:

> ”Alle Phänomene ähneln so vollständig einem brennenden, flammenden und dampfenden Körper in der Luft nahe der Erde, daß ich – so weit ich mich informieren konnte – keinen Grund sehe zu bezweifeln, daß der Komet ein in Flammen stehender Körper ist. Selbst wenn es schwer zu erklären ist, wie dort, wo sich Kometen

> nach den Beobachtungen bewegen, ein Feuer brennen kann."
>
> (Hooke 1705)

Rund 150 Jahre später veröffentlichte die Frankfurter Ober-Postamts-Zeitung vom 18. Oktober 1835 eine Notiz über Beobachtungen, die Wilhelm Struve in Dorpat bei der erneuten Wiederkehr des Halleyschen Kometen angestellt hatte:

> "Am 29. September habe ich zuerst einen ordentlichen Schweif gesehen, der aber noch sehr schwach war. Zugleich gelang es mir, eine völlig zentrale Bedeckung eines Sterns 9. Größe zu beobachten, der keinen Augenblick unsichtbar ward, sondern mitten durch den Kometen mit voller Helligkeit durchschien. Es ergibt sich daraus, daß kein fester Kern von erheblichem Durchmesser im Kometen sein kann."

Um die gleiche Zeit beobachtete Bessel Ausströmungen von leuchtender Materie aus dem innersten Bereich des Halleyschen Kometen. Auf diesen Beobachtungen baute er eine Erklärung für die Erkenntnis auf, daß die Umlaufszeiten periodischer Kometen nicht streng gleichbleibend sind. Die abströmende Materie mußte auf den Kometenkörper einen "Raketeneffekt" ausüben und konnte ihn dadurch in seiner Bahn beschleunigen oder abbremsen.

Nicht nur der Halleysche Komet zeigte diese veränderliche Umlaufszeit. Besonders deutlich hatte sie sich bei Enckes Analyse der Bahn des von Méchain 1786, von Caroline Herschel 1795 und von Pons 1805 und 1818 entdeckten Kometen ergeben. Der fortan "Enckescher Komet" genannte Himmelskörper (er war erst der zweite, dessen Wiederkehr erfolgreich vorhergesagt wurde!) benötigte von Umlauf zu Umlauf bis zum sonnennächsten Punkt seiner Bahn (Perihel) stets etwa 2.5 Stunden weniger. Ein Deutungsansatz für diese Beobachtungstatsache war Bessels Raketeneffekt, der allerdings von Encke nicht akzeptiert wurde (Sfountouris 1986).

Die Erscheinung des Halleyschen Kometen 1835 markiert so den beginnenden Übergang von dem weitgehend himmelsmechanischen Interesse an den Kometen während des 18. und zu Beginn des 19. Jahrhunderts zu den auf die Klärung der physischen Eigenschaften dieser Körper gerichteten Untersuchungen ab etwa der Mitte des 19. Jahrhunderts. Sie wurden ermöglicht durch die Entdeckung neuer Beobachtungsmethoden in der Physik und durch die

gewachsenen Kenntnisse über chemische und physikalische Vorgänge und Zusammenhänge.

Bessel leitete 1837 aus seinen Beobachtungen an P/Halley auch ein Modell über den Aufbau der Kometen und das Entstehen ihrer Schweife ab. Aber erst die Erfindung der Spektralanalyse durch Kirchhoff und Bunsen im Jahr 1850 gestattete es, die Bestandteile der Kometenmaterie direkt zu beobachten. Man fand zwei Hauptbestandteile: Gas, dessen Spektrallinien identifiziert werden konnten, und Staub, der das Sonnenlicht reflektiert und teilweise polarisiert. Diese Polarisation wurde erstmals durch Arago am Halleyschen Kometen gemessen (Tammann & Véron 1985). Dagegen dauerte es noch bis 1864, bis durch Donati zum ersten Mal das Spektrum eines Kometen (1864 II) visuell beobachtet wurde.

Wie für die gesamte Astronomie, erbrachte auch für die Kometenforschung die Erfindung der Photographie völlig neue Dokumentations- und Analysemöglichkeiten. Erste erfolgreiche Versuche zur Kometenphotographie wurden 1858 am Kometen Donati (1858 VI) durch Asherwood und Bond unternommen. Aber erst 1881 konnten wirklich gute Photographien des hellen Kometen Tebutt (1881 III) erhalten werden. Die erste photographische Entdeckung eines Kometen (1892e = 1892 V) gelingt E.E. Barnard 1892 auf seinen Himmelsaufnahmen.

Seit 1870 erhält jeder Komet neben seinem Namen eine eindeutige Bezeichnung. Bis 1994 setzte sich letztere zunächst aus der Jahreszahl und einem Kleinbuchstaben zusammen (*provisorische Bezeichnung*). Der erste im Jahr 1870 entdeckte Komet erhielt die provisorische Bezeichnung 1870a, der zweite 1870b und so fort. Die *endgültige Bezeichnung* richtete sich nach der Reihenfolge, in der die Kometen ihr Perihel durchliefen (1870 I, 1870 II, usw.). Der oben erwähnte Komet 1892e war somit der 5. im Jahr 1892 entdeckte und lief zufälligerweise auch als 5. Komet des Jahres 1892 durch sein Perihel (1892 V).

Seit dem Jahr 1995 gilt eine neue, von der Komission 20 der IAU (International Astronomical Union) definierte Nomenklatur für die Bezeichnung von Kometen, die sich eng an der Asteroidennomenklatur orientiert: jeder neuentdeckte Komet bekommt neben der Jahreszahl einen Großbuchstaben und eine fortlaufende Zahl; der Name wird in Klammern dahinter gesetzt. Der Großbuchstabe definiert den Zeitraum, innerhalb dessen der Komet entdeckt wurde. Dafür werden 24 Halbmonate definiert und diese mit den Buchstaben A bis Y (unter Auslassung des I)

bezeichnet. Die fortlaufende Zahl gibt an, um die wievielte Neuentdeckung es sich innerhalb eines Halbmonats handelt. So hat z.B. der zweite Komet, der in der zweiten Januarhälfte 1996 von dem Japaner Yuji Hyakutake entdeckt wurde, die Bezeichnung 1996 B2 (Hyakutake) erhalten. Darüberhinaus kann die Natur des Objektes durch Präfixe näher spezifiziert werden, z.B. P/ für einen kurzperiodischen Kometen (weniger als 200 Jahre Umlaufszeit) oder C/ für einen langperiodischen Kometen. Ist ein periodischer Komet bereits in mehr als einer Erscheinung beobachtet worden (oder ist die Umlaufszeit und seine Wiederkehr aus anderen Gründen gesichert), so erhält er eine dauerhafte Bezeichnung, indem eine sequentielle Nummer vor das P/ gestellt wird, z.B. 109P/Swift-Tuttle (siehe Anhang C.3). Es sei an dieser Stelle angemerkt, daß in diesem Buch sowohl die alte wie auch die neue Nomenklatur verwendet wird; Verwechslungen sollten aber nicht vorkommen.

Photographische und spektroskopische Untersuchungen wurden in der Folgezeit bei allen ausreichend hellen Kometen durchgeführt. Von besonderer Bedeutung sind dabei die Ergebnisse der Beobachtungen an den Kometen Morehouse (1908 III) und Halley (1910 II).

Die folgenden Jahrzehnte erbrachten eine Fülle von Detailerkenntnissen. Aus ihnen formten sich Vorstellungen vom Aufbau der Kometen und von den Vorgängen, die zu den vielfältigen Erscheinungsformen führen, die bei diesen Himmelskörpern beobachtet werden. Besonders deutlich wurde dabei auch die enge Beziehung zwischen den Kometen und der Sonne als Energiequelle.

Nachdem es bereits in den sechziger Jahren des 19. Jahrhunderts gelungen war, die in den Kometenspektren beobachteten hellsten Banden dem C_2-Molekül zuzuordnen, fand man in der Folgezeit die Emissionslinien und -banden von Verbindungen zwischen Kohlenstoff, Stickstoff, Sauerstoff und Wasserstoff. Aus den identifizierten Radikalen und Ionen schloß man, daß diese durch physikalische und photochemische Prozesse aus unbeobachteten Muttermolekülen entstanden sein mußten. Diese wiederum mußten die Materie des Kometenkerns ausmachen, die bei der Annäherung an die Sonne mehr und mehr verdampft.

Anhand der Strukturen im Schweif und ihren Veränderungen, wie sie in den Serien photographischer Beobachtungen dokumentiert waren, ließ sich nachweisen, daß das Verdampfen des Kometenmaterials nicht gleichmäßig erfolgt. Die Wolken, deren Entstehung zeitlichen und (auf dem stets unsichtbaren Kometenkern) auch räumlichen Änderungen unterliegt, geraten im

Schweif in den direkten Einfluß der Sonnenstrahlung, die Atome und Moleküle zum Selbstleuchten anregt, andererseits aber auch den Staubanteil durch den Strahlungsdruck des Lichts quer zur Bewegungsrichtung des Kometen beschleunigt. Die Menge des verdampften Materials und damit die Gesamthelligkeit des Kometen erwies sich – abgesehen von den durch die wechselnde Entfernung zu Sonne und Erde bedingten Änderungen – als an die Sonnenaktivität gekoppelt.

Die Fülle der beobachteten Einzelheiten verlangte zu allen Zeiten die Deutung durch ein möglichst umfassendes Modell. Eine lange benutzte Hypothese war das "Sandhaufen-Modell", das Schiaparelli entwickelte, nachdem es ihm um 1866 gelungen war nachzuweisen, daß die Teilchen, die die Meteorströme der Perseiden und der Leoniden hervorrufen, sich im Sonnensystem auf den gleichen Bahnen wie die Kometen Swift-Tuttle (1862 III) bzw. Tempel-Tuttle (1866 I) bewegen (Schiaparelli 1871, Yeomans 1981). Danach sollte der Kern des Kometen aus einer dichten Wolke kleiner und kleinster meteoritischer Teilchen bestehen. Mit diesem Modell konnte man nicht nur den nachgewiesenen Zusammenhang mit den Meteorströmen erklären, sondern auch das mehrfach beobachtete Auseinanderbrechen eines Kometenkerns sowie plötzlich auftetende Lichtausbrüche. Aber es blieben viele beobachtete Eigenschaften von Kometen übrig, die trotz aller Verbesserungsversuche nicht zu diesem Modell passen mochten.

1.5 Die moderne Kometenforschung

Der Durchbruch zu dem heute anerkannten und durch die Raumsondenuntersuchungen am Kometen Halley 1986 weitestgehend bestätigten Modell vom Aufbau eines Kometen gelang um 1950. In diesem Jahr veröffentlichte Oort statistische Untersuchungen über Kometen, deren Bahnen sich als parabelnahe Kurven erwiesen hatten. Schon 1932 hatte Öpik ähnliche Überlegungen angestellt (Öpik 1932, Oort 1950). Beide kamen zu dem Schluß, daß es in großer Entfernung von der Sonne (ca. 50 000 AE) eine Wolke von Kometenkernen geben müßte, aus der hin und wieder einer durch Störungen seitens benachbarter Sterne auf eine Bahn ins Innere des Sonnensystems abgelenkt wird. Die Kometenkerne, die längste Zeit ihrer Existenz im "Tiefkühlschrank des Weltalls" aufbewahrt, sollten daher in ihrer chemischen Zusammensetzung das Material bewahrt haben, aus dem jener Urnebel bestand, aus dem sich einst das Sonnensystem bildete. Im gleichen Jahr erschienen die Arbeiten von F.L. Whipple (Whipple 1950), in denen er

sein Modell des Kometenkerns beschrieb. Danach ist dieser ein Körper aus gefrorenen Gasen (vorwiegend Wasser, aber auch Ammoniak, Methan und Kohlendioxid), in den meteoritische Teilchen eingeschlossen sind. Aus diesem "schmutzigen Schneeball" verdampfen bei Annäherung an die Sonne zunächst die leichtflüchtigen Stoffe. Dabei werden die Staubteilchen zum Teil freigesetzt, zum Teil bilden sie eine abschirmende Kruste. Diese wiederum kann an einzelnen Stellen aufbrechen und so die lokal begrenzten Quellen für Gas- und Staubausbrüche freigeben, wie sie aus den häufig beobachteten Erscheinungen gefolgert werden mußten. Daß diese "Jets" Rotation und Bahnbewegung des Kometen beeinflussen können, hatte schon Bessel 1837 erkannt.

Da die Kometenmaterie wasserstoffhaltige Verbindungen in großer Menge enthält, deren molekulare Bruchstücke spektroskopisch nachweisbar sind, mußte bei den photochemischen Prozessen, die die Muttermoleküle zerstören, auch atomarer Wasserstoff freigesetzt werden. Dieser würde von der Ultraviolettstrahlung der Sonne zu Fluoreszenzleuchten angeregt. Jeder Komet sollte also von einer weit ausgedehnten Wasserstoffhülle umgeben sein, deren Leuchten nur Satellitenteleskopen zugänglich ist, weil es im UV-Licht erfolgt, welches durch die irdische Atmosphäre absorbiert wird. Diese von L. Biermann 1968 aufgestellte Hypothese (Biermann 1968), die aus seinen Untersuchungen über die Wechselwirkung zwischen Sonnenstrahlung und Kometenmaterie erwachsen war, konnte an den hellen Kometen Tago-Sato-Kosaka (1969g) und Bennett (1969i) mit den Satelliten OAO 2 und OGO 5 umgehend nachgewiesen werden (Code 1972).

Aber nicht nur für den Aufbau des Kometenkerns entstanden in dieser Zeit bahnbrechende Modelle, auch die Dynamik der Kometenschweife konnte weitgehend geklärt werden.

Aus dem Verhalten der Plasmaschweife schloß Biermann 1951 auf die Existenz eines ständig von der Sonne wegfließenden Stroms geladener Teilchen (Biermann 1951, 1958). Dieser "Sonnenwind" und die ionisierten Partikel der Kometenmaterie beeinflussen sich beim Zusammentreffen gegenseitig. Die Folge mußten Ablenkungen der Kometenschweife in den von den Sonnenwindpartikeln erzeugten oder mit ihnen fließenden elektrischen und magnetischen Feldern sein. Zunächst war die Existenz des Sonnenwinds eine rein hypothetische Forderung. Aber schon die ersten Raumsonden zu Nachbarplaneten der Erde wiesen diesen Teilchenstrom nach. Damit war zumindest grundsätzlich geklärt, warum der Plasmaschweif der Kometen gerade und stets

von der Sonne weg gerichtet ist und wie es zu den beobachteten hohen Beschleunigungen von Teilchenwolken in den Schweifen kommen konnte.

Für die Dynamik des Staubschweifs legten Finson und Probstein 1968 eine Theorie vor, die viele der Beobachtungen erklären konnte und es gestattete, Vorhersagen über das Aussehen von Kometenschweifen zu machen (Finson & Probstein 1968).

Schon lange vorher war erkannt worden, daß die beobachteten Abweichungen der Staubteilchen von der Keplerbewegung im gemeinsamen Gravitationsfeld von Kometenkern und Sonne auf die Wirkung des Strahlungsdrucks zurückzuführen waren, den das Sonnenlicht auf die Staubpartikel ausübt. Finson und Probstein untersuchten die Bewegung von Teilchen unterschiedlicher Größen, die den Kometenkern mit einer angenommenen Anfangsgeschwindigkeit verlassen. Aus den Bahnen berechneten sie die Partikelverteilung im Schweif und daraus Linien gleicher Helligkeit. Der Vergleich, z.B. an den Kometen Arend-Roland und Bennett, erbrachte eine beinahe vollständige Übereinstimmung zwischen Beobachtung und Theorie.

Einer der Meilensteine in der bisherigen Geschichte der Kometenforschung war die Untersuchung des Kometen Halley durch fünf Raumsonden zwischen dem 6. und 13. März 1986. Viele der dargelegten Vorstellungen konnten bestätigt werden. Erstmals gelang es, den Kern eines Kometen direkt zu sehen und die vorausgesagten Muttermoleküle nachzuweisen. Die Beobachtungsergebnisse bestätigten viele der dargelegten Vorstellungen, warfen aber auch neue Fragen auf (Grothens 1993).

Ein Höhepunkt der Kometenforschung stellte im Juli 1994 das Eintauchen der Bruchstücke des Kometen P/Shoemaker-Levy 9 in die Jupiteratmosphäre dar. Erstmals in der Geschichte der Astronomie überhaupt konnte die gesamte Welt das beeindruckende Schauspiel quasi live miterleben. Kaum einer hatte sich zuvor das Ausmaß der verursachten Erscheinungen auch nur annähernd vorstellen können. Aber nicht nur die sichtbaren Phänomene brachten der Kometenforschung wichtige Erkenntnisse, sondern in besonderem Maße die durch die Feuerbälle ermöglichte spektrale Bestimmung der Kometenmaterie. Die Auswertung dieses Ereignisses nahm mehrere Jahre in Anspruch und brachte neben zahlreichen Erkenntnissen auch wieder einige neue Rätsel auf (Fischer 1994, 1995).

Zwischen 1994 und 2008 gelangen weitere Vorbeiflüge von Kometensonden an verschiedenen Kometenkernen (19P/Borrelly, 81P/Wild, 9P/Tempel), welche zeigten, dass Kometen nur

wenige Aktivitätszentren aufweisen, die Ausgangspunkt lokaler Gas- und Staub-Jets sind. Zudem bestätigten sie die sehr geringe Albedo der Kometenkerne, die schwärzer als Kohle sind (Althaus 2000, 2001, 2004). Die Sonde Deep Impact ließ 2005 einen Begleitkörper auf den Kern des Kometen 9P/Tempel aufschlagen und analysierte die freigesetzte Gas- und Staubmenge. Zur Überraschung der Fachwelt verursachte die Materiefreisetzung keinen signifikanten Anstieg der Gesamthelligkeit (Althaus 2005, Warner & Redfern 2005). Im Jahr 2014 soll die europäische Rosetta-Sonde den Kometen 67P/Churyumov-Gerasimenko mehrere Monate hindurch auf seinem Flug Richtung Perihel begleiten und einen Lander auf seiner Oberfläche absetzen.

Bereits 1951 erkannte Gerard Kuiper, dass die große Zahl periodischer Kometen mit entsprechend geringen Bahnneigungen nicht gut mit der Oortschen Wolke erklärt werden kann. Er postulierte daher einen torusförmigen Bereich jenseits der Neptunbahn, in dem eine große Zahl eisiger Körper um die Sonne laufen sollten. Dieser Kuiper-Gürtel wurde 1992 mit der Entdeckung des ersten Trans-Neptun-Objekts (TNO) nachgewiesen. In der Zwischenzeit sind mehr als tausend Eiskörper gefunden worden, von denen die größten an Pluto heranreichen bzw. ihn sogar übertreffen.

Mit Hilfe der Sonnensonde SOHO wurden zwischen 1995 und 2008 mehr als 1.500 Kometenfragmente gefunden, die in nahezu kontinuierlicher Folge der Sonne extrem nahe kommen, dabei aber praktisch immer verdampfen. Diese Fragmentwolke stammt von dem großen Kreutzkometen, der im Laufe der Jahrhunderte in immer zahlreichere Bruchstücke zerfallen ist. Die größeren Bruchstücke, welche in Abstand von mehreren Jahrzehnten ihre Sonnennähe durchlaufen, erzeugen bis heute spektukläre Kometenerscheinungen. Neben den eigentlichen Kreutzobjekten wurden zwischenzeitlich drei periodische Bahnen mit extrem kleiner Periheldistanz ermittelt, auf denen Fragmente ebenfalls kontinuierlich umlaufen. Nach ihren Entdeckern werden sie mit Meyer-, Marsden- und Kracht-Gruppe bezeichnet (Meyer 2003).

Wie lückenhaft trotz über vierhundertjährigem Bemühen unser Wissen aber noch immer ist, zeigt sich besonders dann, wenn es gilt, das Verhalten eines individuellen Kometen zu beschreiben. Sehr oft reichen alle theoretischen Ansätze nicht aus und der Komet entwickelt sich ganz anders als erwartet.

Literaturverzeichnis

[1] Althaus, T. (2000): Die Rosetta-Mission. *Sterne und Weltraum* 39, 734–741.

[2] Althaus, T. (2001): Deep Space 1: erfolgreicher Besuch beim Kometen Borrelly. *Sterne und Weltraum* 40, 1036–1037.

[3] Althaus, T. (2004): Im Kometensturm - Raumsonde Stardust erreicht den Kometen Wild 2. *Sterne und Weltraum* 43, Apr., 19–20.

[4] Althaus, T. (2005): Die Kometenbombe - Raumsonde Deep Impact erreicht Komet Tempel 1. *Sterne und Weltraum* 44, Sep., 20–22.

[5] Apianus, P. (1540): *Astronomicum Caesareum*. Ingolstadt (Reprint Leipzig 1967).

[6] Biermann, L. (1951): Kometenschweife und solare Korpuskularstrahlung. *Zeitschr. f. Astrophysik* 29, 274.

[7] Biermann, L. & Lüst, R. (1958): The Tails of Comets. *Scientific American*.

[8] Biermann, L. (1968): On the Emission of Atomic Hydrogen in Comets. *JILA Report* Nr.93, Boulder.

[9] Brahe, T. (1588): *De mundi aetherei recentioribus phenomenis*.

[10] Brandt, J.C. (Ed.) (1981): Comets. Reprints from *Scientific American*. Freeman, San Francisco.

[11] Brandt, J.C. & Niedner, M.B. (1986): Die Struktur von Kometenschweifen. *Spektrum der Wissenschaften* März 1986, 66.

[12] Code, A.D. *et al.* (1972): Ultraviolet Observations of Comets. In: *The Scientific Results from the Orbiting Astronomical Observatory*. NASA SP-310, Washington.

[13] Dörffel, G.S. (1681): *Astronomische Betrachtung des Großen Cometen,...* Plauen.

[14] Dorschner, J. & Möller, R. (1983): Georg Samuel Dörffel – ein fast vergessener Astronom des 17. Jahrhunderts. *Die Sterne* 59, 259.

[15] Finson & Probstein (1968): A Theory of Dust Comets. *Astrophys. Journal* 154, 327.

[16] Fischer, D. (1994): Jupiter-Sturz übertraf alle Erwartungen. *Sterne und Weltraum* 32, 680-685.

[17] Fischer, D. (1995): Ein Jahr nach dem Kometen-Crash. *Sterne und Weltraum* 33, 712-719.

[18] Gingerich, O. (1977): Tycho Brahe and the Great Comet of 1577. *Sky and Telescope* 54, 452.

[19] Grieser, M. (1985): *Die Kometen im Spiegel der Zeiten*. Hallwag, Bern/Stuttgart.

[20] Grothens, H.-G. (1993): Aktivität in Kometen. *Sterne und Weltraum* 32, 596-600, 688-693.

[21] Halley, E. (1705): *Astronomiae Cometicae Synopsis*. Phil.Transac., London.

[22] Hein, O. & Kastl, H. (1967): Zur Geschichte der Kometen-Astronomie. *Sterne und Weltraum* 6, Hefte 8-12.

[23] Hevelius, J. (1668): *Cometographia*. Danzig.

[24] Hooke, R. (1705): *Opera posthum*. London.

[25] Kepler, J. (1619): *De Cometis*. Augsburg.

[26] Meyer, M. (2003): New Groups of Near-Sun Comets. *International Comet Quarterly* Vol. 25, No. 3, 115–122.

[27] Öpik, E. (1932): Note on Stellar Perturbations of Nearly Parabolic Orbits. *Proc. Am. Acad. Arts and Sci.* 67, 169.

[28] Oort, J.H. (1950): The Structure of the Cloud of Comets... *Bull. Astr. Inst. Neth.* 11, 408.

[29] Reichstein, M. (1985): *Kometen, kosmische Vagabunden*. H.Deutsch, Thun/Frankfurt.

[30] Schiaparelli, J. (1871): *Entwurf einer astronomischen Theorie der Sternschnuppen*. Stettin.

[31] Sekanina, Z. (1974): The Prediction of Anomalous Tails of Comets. *Sky and Telescope* 47, 374.

[32] Sfountouris, A. (1986): *Kometen, Meteore, Meteoriten*. A.Müller, Rüschlikon.

[33] Tammann, G.A. & Véron, P. (1985): *Halleys Komet*. Birkhäuser, Basel/Stuttgart.

[34] Vsekhsvyatskii, S.K. (1964): *Physical Characteristics of Comets*. Israel Program for Scientific Translations (IPST), Jerusalem (Transl. from Russian).

[35] Warner, E.M., Redfern, G. (2005): Deep Impact - Our First Look Inside a Comet. *Sky and Telescope* 109, 40–44.

[36] Whipple, F.L. (1950): A Comet Model. *Astrophys. Journal* 111, 375; 113, 464.

[37] Whipple, F.L. (1974): The Nature of Comets. *Scientific Amererican.* 230, H.2, 48.

[38] Whipple, F.L. (1980): Der Spin von Kometen. *Spektrum der Wissenschaften.* Mai 1980, 73.

[39] Wurm, K. (1954): *Die Kometen*. Springer, Berlin.

[40] Yeomans, D.K. (1981): Comet Tempel-Tuttle and the Leonid Meteors. *Icarus* 47, 492.

2 Die Kometenbeobachtung mit Amateurmitteln

A. Kammerer

Dieses Kapitel soll dem Leser die Motivation eines Kometenbeobachters näherbringen. Zu diesem Zweck wird eine Auswahl von Kometen vorgestellt, die zwischen 1973 und 2008 mit Amateurmitteln beobachtet werden konnten und die Besonderheiten in Bezug auf ihre Sichtbarkeit, Entwicklung oder Strukturen aufwiesen. Dabei handelt es sich um eine rein kursorische Abhandlung; nähere Erläuterungen zu den aufgeführten Details finden sich im vorangegangenen bzw. in den nachfolgenden Kapiteln.

Gleich zu Beginn soll nicht verschwiegen werden, daß die meisten Kometen eher schwache und unscheinbare Objekte sind, die häufig nicht einmal das Charakteristikum dieser Himmelskörper, den Schweif aufweisen. Auf der anderen Seite muß aber betont werden, daß es nur wenige Kometen gibt, die überhaupt keine Besonderheiten zeigen. Spektakuläre Objekte mit einem flächenhellen bzw. langen Schweif treten allerdings nur im Abstand von etwa 10–20 Jahren auf. Als Beispiele können hier die Kometen West (1976 VI), C/1996 B2 (Hyakutake) und C/1995 O1 (Hale-Bopp) genannt werden.

Neben den Kometen als den eigentlichen Objekten des Interesses ist häufig auch ihr Weg vor der Sternenkulisse interessant. So passierte der 8^{m} helle Komet Panther (1980u) am 11. März 1981 den Polarstern in einem Abstand von nur 0.5°. Komet Halley lief im April 1986 nahe an der Galaxie Centaurus A vorüber (Abb. 2.6) und 24P/Schaumasse durchquerte im Februar 1993 den Kaliforniennebel. Neben solchen eher außergewöhnlichen Begegnungen kommt es alljährlich zu etlichen nahen Vorübergängen an hellen Sternen, auffälligen Sterngruppierungen oder nichtstellaren Objekten. Auf diese Weise fand der Autor seinen ersten Kometen, Kobayashi-Berger-Milon (1975h), zufällig, als dieser gerade in weniger als einem Grad Abstand an Mizar/Alkor vorüberlief. Noch interessanter ist die nahe Begegnung zweier Kometen. Abbildung 2.1 zeigt die Kometen Takamizawa-Levy (1994f) und McNaught-Russell (1993v) im Abstand von 1°.

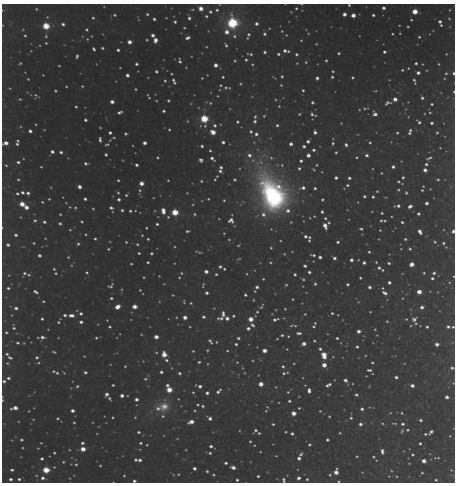


Abb. 2.1: Enge Begegnung der Kometen Takamizawa-Levy (1994f) und McNaught-Russell (1993v) am 8.6.1994, 21:40–21:45 UT. Der 8.5^{m} helle Komet Takamizawa-Levy steht 1° nördlich des 10.5^{m} schwachen Kometen McNaught-Russell. Aufnahme mit Schmidtkamera 1.5/300 mm auf TP 2415 hyp. Photo: M. Jäger

Grundsätzlich zeigt jeder Komet eine individuelle, nur eingeschränkt voraussagbare Entwicklung im Verlauf seiner Sichtbarkeit. Allerdings sind die Besonderheiten oftmals erst auf den zweiten Blick, sprich bei der Auswertung, erkennbar. Im einfachsten Fall verläuft die Helligkeitsentwicklung lediglich flacher oder steiler als erwartet. Eine flache Helligkeitsentwicklung wird im allgemeinen zwar zu einer geringeren Maximalhelligkeit führen, den Kometen dafür aber länger für Amateurinstrumente zugänglich machen. Als Beispiel sei hier der Komet Levy (1990c) genannt, der 1990/91 fast ein Jahr lang mit Amateurmitteln beobachtbar blieb und in den Wochen seiner maximalen Helligkeit (4.0^{m}) als vollmondgroße Wolke mit dem bloßen Auge zu erkennen war (Abb. 2.2, Möller 1991).

Sehr steil entwickelte sich die Helligkeit hingegen bei dem schon verlorengeglaubten Kometen 122P/de Vico im Jahr 1995 – ein bei periodischen Kometen verschiedentlich anzutreffendes Verhalten. Trotz einer maximalen Helligkeit von 5.5^{m} konnte er gerade mal etwas über drei Monate lang von Amateuren verfolgt werden (Kammerer & Möller 1996a).

Häufig verläuft die Helligkeitsentwicklung vor und nach dem Perihel unterschiedlich. Besitzt der Komet eine ausreichende Zahl aktiver Gebiete, so wird die Helligkeit nach dem Perihel-durchgang langsamer zurückgehen als sie zuvor zunahm und der Komet meist insgesamt heller sein als zuvor. Ein schönes Beispiel stellte diesbezüglich der im Maximum 6^{m} helle Komet

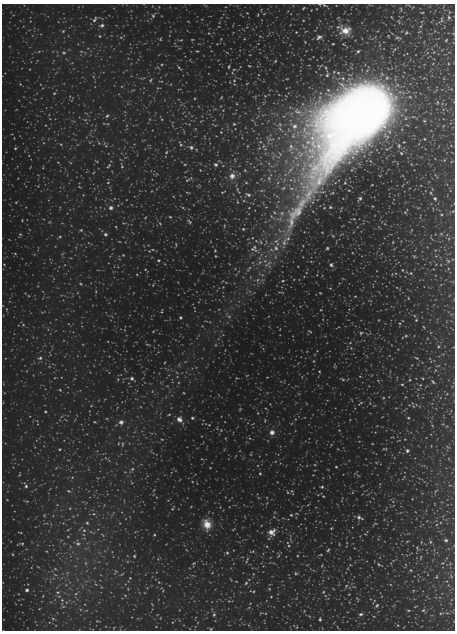


Abb. 2.2: Komet Levy (1990c) am 24.8.1990, 22:09–22:13 UT. Der Komet zeigte neben der vollmondgroßen Koma in jenen Wochen einen mäßig hellen Gas- und einen diffusen, breiten Staubschweif. Während zweier Wochen war der Schweif nach unten gerichtet, ein bei Kometen seltener Anblick. Aufnahme mit Schmidtkamera 1.5/257 mm auf TP 2415. Photo: G. Gramm

Liller (1988a) dar. Im anderen Fall geht die Helligkeit nach dem Perihel rasch zurück und auch die absolute Helligkeit wird unter dem Wert vor dem Periheldurchgang liegen, wie es z.B. beim Kometen Austin (1990 V) der Fall war, der weit hinter den hohen Erwartungen zurückblieb und nach dem Periheldurchgang nur noch kurze Zeit beobachtet werden konnte (siehe Kapitel 5). Eine weitere Besonderheit stellt ein zeitlich verschobenes Maximum der heliozentrischen Helligkeit dar. Während dieses Phänomen bei älteren periodischen Kometen nicht allzu selten ist, gehört es bei nichtperiodischen Schweifsternen, wie z.B. dem 8.5^{m} hellen Kometen Skorichenko-George ($1989e_1$), zur großen Ausnahme. Dieser erreichte seine größte heliozentrische Helligkeit bereits Anfang März 1990, 35 Tage vor dem Periheldurchgang (Kammerer 1990).

Schließlich zeigen manche Kometen richtiggehende Brüche in ihrer Helligkeitsentwicklung. So wurde bereits mehrfach beobachtet, daß die heliozentrische Helligkeit eines Kometen zunächst steil ansteigt um plötzlich nahezu zu stagnieren. Berühmte Beispiele stellen die Kometen Halley und C/1996 B2 (Hyakutake) dar, deren Helligkeit in den ersten Wochen intensiver Beobachtung

so rasch anstieg, daß bereits Maximalhelligkeiten um -2^m prognostiziert wurden. In einer Sonnendistanz von etwa 1.7 AE bzw. 0.55 AE verlangsamte sich die Helligkeitszunahme dann jedoch beträchtlich, so daß die tatsächlich beobachtete Maximalhelligkeit im Perihel bei lediglich 2.5^m lag.

Neben diesen für den Beobachter eher unspektakulären Besonderheiten in der Entwicklung gibt es regelrechte Helligkeitsaus- bzw. -einbrüche. Diese können klein sein, wie beim Kometen Tanaka-Machholz im Jahr 1992, der seine Helligkeit innerhalb eines Tages um über 1 Größenklasse steigerte (siehe Abb. 5.13), aber auch extreme Amplituden erreichen. So steigerte der periodische Komet 73P/Schwassmann-Wachmann 3 seine Helligkeit im Herbst 1995 innerhalb von Tagen von 11^m auf 5^m, und die Helligkeit des Kometen 41P/Tuttle-Giacobini-Kresak stieg im Frühjahr 1973 sprunghaft um sagenhafte 10 Größenklassen an! Für wenige Tage konnte dieser normalerweise 14^m schwache Komet als 4^m helles Objekt sogar mit bloßem Auge gesichtet werden (Ahnert 1975). Umgekehrt zeigte der Komet Tsuchiya-Kiuchi (1990i) einen Helligkeitseinbruch um über eine Größenklasse innerhalb weniger Tage (Kammerer 1991). Und der Komet C/1996 Q1 (Tabur) verwandelte sich 15 Tage vor seinem Periheldurchgang innerhalb von zwei Wochen von einem 5^m hellen, deutlich zur Mitte hin kondensierten Schweifstern in ein diffuses, längliches, 4^m schwächeres Etwas (Abb. 2.3). Manche Kometen kommen der Sonne für ihre Größe zu nahe und lösen sich vor den Augen der Beobachter buchstäblich auf, wie es die Kometen Machholz (1985e), Machholz (1988j) und Mueller (1991h$_1$) eindrucksvoll vorgeführt haben. Charakteristisch für Helligkeitsaus- bzw. -einbrüche ist die plötzliche Helligkeitsänderung innerhalb von Stunden bis wenigen Tagen. Dabei kann das Ausgangsniveau nach relativ kurzer Zeit wieder erreicht werden, oder aber die plötzliche Helligkeitsänderung wird über Wochen bis Monate gehalten. Derartige Helligkeitsausbrüche haben zwei Ursache: zum einen das Aufbrechen eines bis dahin inaktiv gewesenen Aktivitätsgebiets, zum anderen eine Kernteilung mit darauffolgender plötzlicher Gas- und Staubfreisetzung. Das spektakulärste Beispiel der letzten zwei Jahrzehnte stellt diesbezüglich zweifellos der Komet West im Frühjahr 1976 dar. Während sich seine Helligkeit bei der Annäherung an die Sonne erwartungsgemäß entwickelte, überraschte er die astronomische Welt bei seinem Auftauchen am Morgenhimmel wenige Tage nach der größten Sonnennähe mit einer um den Faktor 15 größeren Helligkeit! Der im Perihel -3^m helle Komet zeigte darüberhinaus einen hellen, prächtig strukturierten, 30° langen Staubschweif (Abb. 2.4), der von etlichen Beobachtern bei der Erstbeobachtung zunächst als ein heller Scheinwerferkegel mißdeutet wurde, ehe der Kometenkopf über dem Horizont erschien! Wenige Tage später enthüllten größere Teleskope dann die Ursache: Der Kern hatte

Abb. 2.3: Komet C/1996 Q1 (Tabur). Linkes Bild vom 13.10.1996, 1:24–1:30 UT (sechs Tage vor dem Helligkeitseinbruch) mit M 97 und M 108. Aufnahme mit Schmidtkamera 1.7/300 mm auf TP 2415 hyp. Photo: N. Mrozek. Rechtes Bild vom 4.11.1996, 4:20–4:30 UT. Aufnahme mit Schmidtkamera 1.8/450 mm auf TP 2415 hyp. Photo: M. Jäger

sich in vier Teile aufgespalten, die in den folgenden Wochen langsam auseinander drifteten. Neben der starken Sonneneinstrahlung in der Zeit des Periheldurchgangs gibt es noch eine weitere Ursache für das Auseinanderbrechen eines Kometenkerns: der nahe Vorübergang an einem Planeten. Das mit Abstand spektakulärste Schauspiel zeigte diesbezüglich der Komet Shoemaker-Levy 9 beim Eintauchen der Bruchstücke in die Jupiteratmosphäre. Heute ist sicher, daß dieser Komet Jupiter zunächst mehrere Jahrzehnte lang auf einer sehr elliptischen Bahn umkreiste, bevor er dem Gasriesen im Juli 1992 so nahe kam, daß er in mindestens 22 Bruchstücke zerbrach. Nur der dadurch freigesetzten Gas- und Staubmenge war es zu verdanken, daß er selbst in großen Amateurteleskopen als Objekt der 14. Größenklasse sichtbar wurde.

In den letzten Jahren wurde eine ganze Reihe von Kernteilungen beobachtet. Allerdings muß hierbei deutlich gesagt werden, daß dieses Phänomen für den Amateur nur bei helleren Kometen verfolgbar ist. Der aktuellste Fall betraf den Kometen P/Machholz 2 (1994o). Der österreichische Amateur Michael Jäger bemerkte zwei Wochen nach der Entdeckung auf einer seiner Aufnahmen ein knappes Grad von der Hauptkomponente entfernt ein weiterers kometares Gebilde, das sich als Fragment entpuppte. Während die Hauptkomponente in den folgenden drei Wochen langsam

Abb. 2.4: Komet West (1976 VI) mit seinem eindrucksvollen Staubschweif am 4.3.1976, 4:33–4:37 UT. Aufnahme mit Teleobjektiv 2/85 mm auf Kodak Ektachrome 23 DIN. Photo: J. Linder

schwächer wurde, steigerte das Fragment im gleichen Zeitraum seine Helligkeit deutlich und war wenige Tage lang so hell wie die dann 8^{m} helle Hauptkomponente. Für einige Tage konnte man als Amateur somit einen Doppelkomenten beobachten (Abb. 2.5)! Letztlich gelang beim Kometen P/Machholz 2 die Identifikation von 5 Fragmenten, die wie auf einer Perlenkette aufgereiht angeordnet waren (Kammerer & Möller 1995). Aber nicht nur den Gasriesen des äußeren Sonnensystems nähern sich die Schweifsterne. Auch die Erde hatte in den letzten Jahrzehnten einige nahe Begegnungen mit Kometen. Immerhin kam der Komet Lexell im Jahr 1770 bis auf 0.015 AE – 6-fache Mondentfernung – heran! In kaum größerer Entfernung flog im Mai 1983 der Komet IRAS-Araki-Alcock (1983d) vorüber. Nur 8 Tage vor seiner größten Erdnähe (am 11.5. mit 0.031 AE) entdeckt, konnte der Autor die rasante Entwicklung des Erscheinungsbildes dank gnädigen Wetters (es regnete zwar jeden Tag in Strömen, klarte aber nachts für 1–2 Stunden auf) verfolgen. Die Spannung wurde noch dadurch gesteigert, daß die erste Bahn erst zwei Tage vor der größten Erdnähe bekannt wurde. Zeigte sich der Komet am 5. Mai noch als 6.5^{m} helles, $20'$ großes Objekt, so stellte der Autor drei Tage später verblüfft fest, daß sich seine Helligkeit versechsfacht und sein Komadurchmesser mehr als verdoppelt hatte. Einen Tag später waren es bereits 3.0^{m} und 1.2° (Abb. 2.6). Am 10. und 11. Mai konnte man den 2^{m} hellen Kometen bei höheren Vergrößerungen vor dem Sternenhintergrund richtiggehend

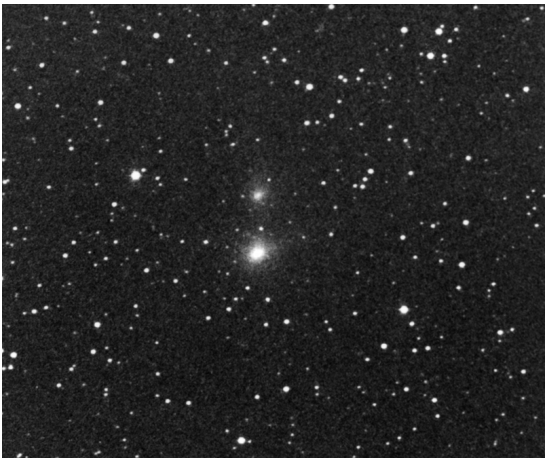


Abb. 2.5: Der "Doppelkomet" P/Machholz 2 (1994o) am 11.10.1994, 3:02–3:25 UT. Das Fragment D ist ähnlich hell wie die Hauptkomponente. Aufnahme mit Schmidtkamera 1.5/300 mm auf Kodalith (ortho). Photo: M. Jäger

laufen sehen, zudem war ein kleiner Jet, von der auffallenden zentralen Kondensation in Richtung Sonne, schön ausgebildet. Unter einem dunklen Himmel stand der Komet an beiden Tagen als etwas über 2° Grad große, diffuse, aber dennoch auffällige Wolke am Himmel. Übrigens lief nur einen Monat später ein weiterer Komet, Sugano-Saigusa-Fujikawa (1983e), in der doppelten Entfernung an der Erde vorüber. Während allerdings IRAS-Araki-Alcock ein schönes Objekt war, enttäuschte dieser Komet. Er erreichte lediglich eine Helligkeit von 6.5^{m} und war aufgrund der geringen Flächenhelligkeit seiner $45'$ großen, völlig diffusen Koma nur schwer auffindbar - das typische Bild eines schwachen Kometen, der nahe an der Erde steht (Kammerer 1984). Die Koma selbst kann eine Vielzahl von Details aufweisen. Am häufigsten zeigt sie sich unspektakulär als diffuser Nebel, der mehr oder minder stark zur Mitte hin kondensiert ist und häufig einen sternförmigen Pseudokern ("false nucleus") aufweist. Interessanter wird es schon, sofern die Koma auffallend elliptisch ist, wie beim 8^{m} hellen Kometen 19P/Borrelly im Jahr 1995 (Abb. 6.10). Zeitweise sah dieser Komet einer elliptischen Galaxie recht ähnlich (Bortle 1995). Ebenfalls interessant wird es, sofern die zentrale Kondensation nicht in der Mitte, sondern zum Rand hin verschoben liegt, wie beim dann 5^{m} hellen Kometen C/1995 O1 (Hale-Bopp) im Sommer/Herbst 1996. Im Extremfall geschieht es, daß sie sogar ganz am Rand zu liegen kommt, wie beim Kometen IRAS-Araki-Alcock in den Tagen seiner größten Erdnähe geschehen. In einem solchen Fall erscheint die Koma meist insgesamt parabelförmig, zur Sonne hin scharf begrenzt, während der sonnenabgewandte Teil diffus ist.

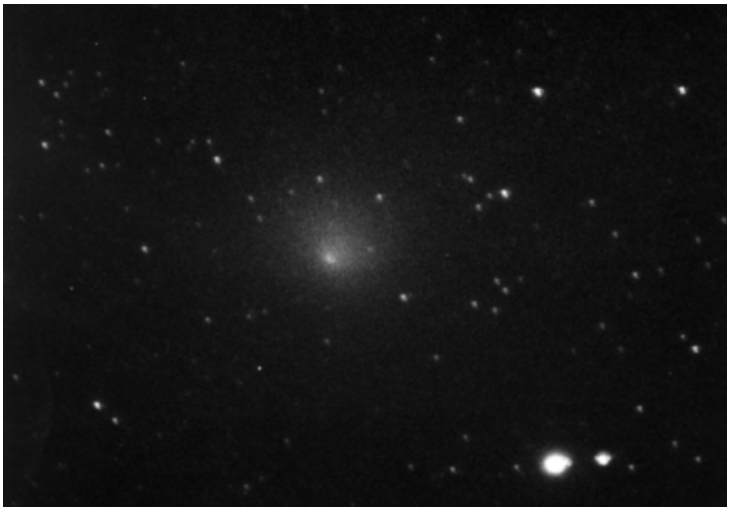


Abb. 2.6: Komet IRAS-Araki-Alcock (1983d) am 9.5.1983, 22:54–22:56 UT. Gut erkennbar ist die exzentrische Lage der zentralen Kondensation und die parabelförmige Komaform. Aufnahme mit Teleobjektiv 2.8/200 mm auf Tri-X. Photo: J. Linder

Bei helleren Kometen können im Inneren der Koma hochinteressante Strukturen sichtbar sein, die zu erkennen es im allgemeinen aber größerer Instrumente und höherer Vergrößerungen bedarf. Das häufigste kernnahe Phänomen ist das Auftreten von Jets, kleinen, mehr oder weniger scharf begrenzten Gasfontänen, bevorzugt in Sonnenrichtung. Diese können aufgrund der Kernrotation spiralförmig gekrümmt sein; auch können sich mehrere Jets überlappen und dann über einen größeren Winkelbereich als diffuses Gebilde in Erscheinung treten. Die Kometen C/1995 O1 (Hale-Bopp) und C/1996 B2 (Hyakutake) müssen hier genannt werden. Ein weiteres Phänomen sind die Enveloppen, radial um den Kern angeordnete Schalen höherer Dichte von Gas und Staub und damit größerer Helligkeit auf der Sonnenseite. Enveloppen wandern mit $5'' - 10''$/h nach außen, werden aber nur in sehr hellen Kometen, wie z.B. C/1996 B2 (Hyakutake), visuell sichtbar. Sehr selten kann der sogenannte Kernschatten beobachtet werden. Dabei handelt es sich um eine lineare Struktur geringerer Helligkeit, die sich vom Kern ausgehend in Richtung Schweif erstreckt. Abb. 6.7 zeigt diese Struktur beim Kometen Bradfield (1987s). Schließlich ist die Koma bei hellen Kometen häufig nicht rein weiß, sondern zeigt eine mehr oder weniger intensive grünliche Färbung.

Das Merkmal der Kometen schlechthin, den Schweif, zeigen visuell ungefähr ein Drittel, photographisch etwa doppelt soviele Kometen. Überwiegend ist der Schweif visuell schwach. Prinzipiell gibt es zwei unterschiedliche Schweiftypen, den Gas- und den Staubschweif. Kometen, die lediglich einen Gasschweif aufweisen sind deutlich in der Überzahl. Der Gasschweif bildet sich in der Regel vor dem Staubschweif aus, der meist erst in geringerer Sonnendistanz erscheint. Während der Gasschweif im allgemeinen von filigraner Natur ist, einen kleinen Öffnungswinkel aufweist und ziemlich gerade vom Kometenkopf wegläuft, ist der Staubschweif eher fächerförmig. Dabei wurden Öffnungswinkel nahe 90° beobachtet, wie beim Kometen Halley im April 1986 (Abb. 2.7). Visuell erscheint der Staubschweif als meist strukturarme, in

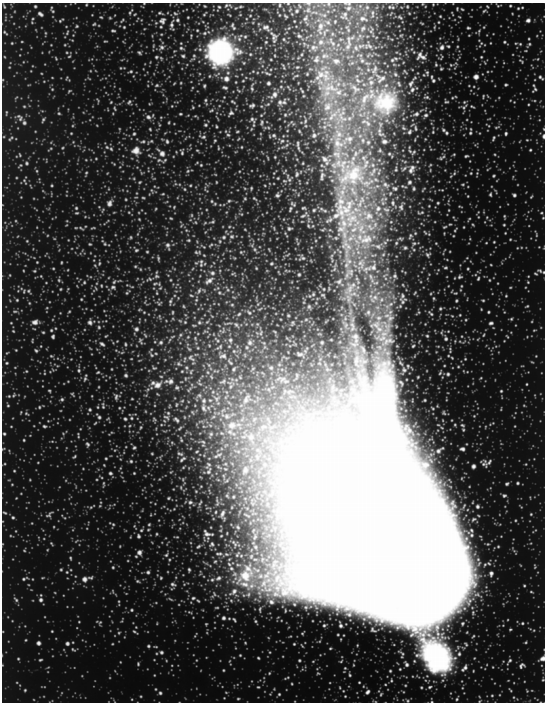


Abb. 2.7: Komet 1P/Halley am 14.4.1986, 21:00–21:06 UT. Deutlich zu erkennen ist der weit geöffnete Staubschweif. Knapp unterhalb der Koma befindet sich die Galaxie Centaurus A. Aufnahme mit Schmidtkamera 1.6/225 mm auf TP 2415 hyp. Photo: B. Koch

Sonnennähe erkennbar gekrümmte, Aufhellung. Helle bis sehr helle Kometen können aber auch visuell deutlich sichtbare Verdichtungen und Knoten innerhalb des Staubschweifs aufweisen, wie zuletzt der Komet West. Während Staubschweife im allgemeinen nur langsame Verände-

rungen aufweisen, können Gasschweife, besonders in größerer Sonnennähe, extrem dynamisch sein.

Schweifstrukturen sind visuell meist schwierig zu beobachten und daher eine Domäne der Photographie. Die häufigste und für den visuellen Beobachter lohnendste Schweifstruktur stellen die sogenannten Schweifstrahlen (Streamer) innerhalb des Gasschweifs dar. Diese erscheinen als vom Kometenkopf ausgehende lineare Gebilde größerer Helligkeit, die über Stunden hinweg ihren Winkel zur Hauptschweifachse deutlich ändern können. Gut erkennbar waren derartige Streamer z.B. im Schweif der Kometen 122P/de Vico (Abb. 6.11), C/1996 B2 (Hyakutake) und C/1995 O1 (Hale-Bopp). Daneben treten in größerer Sonnennähe häufig Schweifkondensationen auf, deren Bewegung weg vom Kern bereits nach kurzer Zeit nachweisbar ist und die zudem ständig ihre Helligkeit und Form verändern. Eine extrem große Dynamik konnte diesbezüglich beim Kometen Okazaki-Levy-Rudenko (1989r) beobachtet werden (Abb. 6.13).

In sehr seltenen Fällen passiert es, daß ein Komet seinen Schweif kurzfristig verliert. Der "alte" Schweif kann dabei für einige Tage noch als schwächer werdendes Gebilde neben dem Kometenkopf erkannt werden, bevor er zu schwach und diffus geworden ist. Wenige Stunden bis Tage danach bildet der Komet einen neuen Schweif aus. Berühmtes, immer wieder zu findendes Beispiel, ist der Komet Morehouse aus dem Jahr 1908. In den letzten Jahrzehnten konnte ein derart spektakulärer vollständiger Schweifabriß nicht beobachtet werden, doch zeigten sowohl der Komet 1P/Halley (Abb. 6.2) als auch der Komet C/1996 B2 (Hyakutake) Teilablösungen. Schließlich kann neben dem eigentlichen, von der Sonne weggerichteten Schweif ein sogenannter Gegenschweif beobachtet werden. Ein solcher tritt nur auf, sofern die Erde nahe an der Kometenbahnebene steht. Er kann während dieser Zeit dann als nadelförmig spitzes bis breites, diffuses Gebilde in der Gegenrichtung zum eigentlichen Schweif beobachtet werden. Gegenschweife sind gar nicht mal so selten. Meistens sind sie allerdings ziemlich schwach und bleiben daher den Photographen vorbehalten. Ab und zu werden sie aber so hell, daß sie auch visuell mehr oder weniger gut zu erkennen sind (Abb. 2.8). Beispiele der letzten Jahrzehnte stellen die 6-7^{m} hellen Kometen Austin (1984i), Bradfield (1987s) und C/1995 Q1 (Bradfield) dar. In seltenen Fällen wird der Gegenschweif sogar heller als der eigentliche Schweif, was dazu führen kann, daß der Komet einer langgestreckten Galaxie nicht unähnlich sieht, wie beim Kometen 73P/Schwassmann-Wachmann 3 geschehen (Abb. 2.9).

Sehnlichster Wunsch eines jeden Kometenbeobachters ist allerdings das Erscheinen eines hellen Kometen, der viele der beschriebenen Phänomene auf einmal zeigt. Im betrachteten Zeitraum

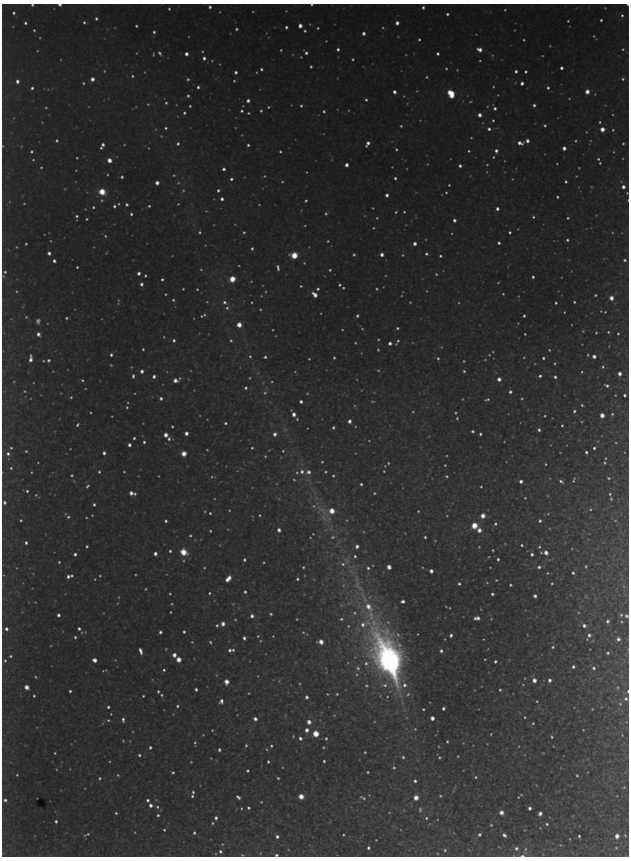


Abb. 2.8: Komet Austin (1984i) am 3.9.1984, 3:23–3:28 UT und 3:30–3:34 UT. Neben dem Hauptschweif ist der kurze und spitze Gegenschweif erkennbar. Aufnahme mit Schmidtkamera 1.5/300 mm auf TP 2415 hyp. Photo: M. Jäger

gab es nur drei derartige Erscheinungen, den bereits behandelten Kometen West 1976 sowie die von Vielen gesehenen Kometen C/1996 B2 (Hyakutake) und C/1995 O1 (Hale-Bopp). Komet Hyakutake war überraschenderweise erst drei Monate vor seinem Periheldurchgang von einem japanischen Amateur als 11^{m} schwaches Objekt entdeckt worden. Wenige Tage später war klar, daß dieser Schweifstern nicht nur der Sonne bis auf 0.23 AE nahe kommen, sondern fünf Wochen zuvor auch die Erde in einem Abstand von nur 0.10 AE passieren würde. Er sollte gemäß

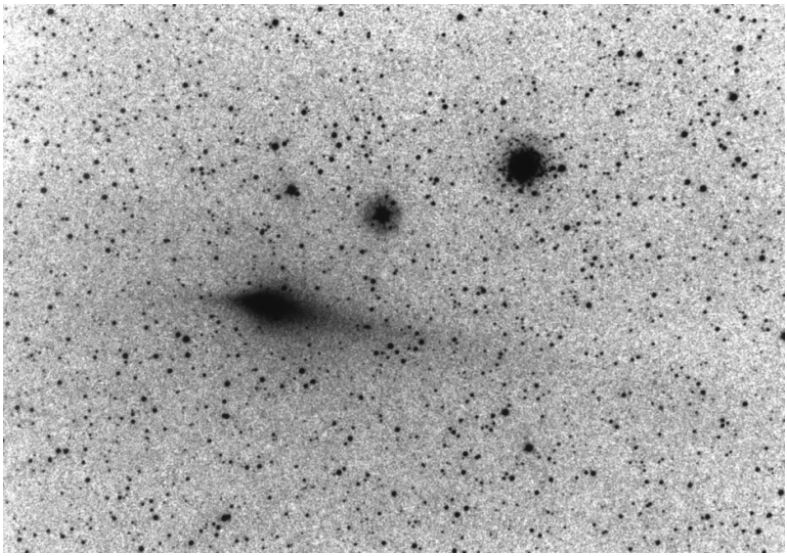


Abb. 2.9: Komet 73P/Schwassmann-Wachmann 3 nahe M 30 am 16.12.1995, 17:13–17:18 UT und 17:22–17:26 UT. Neben der elongierten Koma sind der Haupt- und der Gegenschweif erkennbar. Kompositaufnahme mit Schmidtkamera 1.5/300 mm auf TP 2415 hyp. Photo: M. Jäger

den Prognosen dann als 0-1$^{\mathrm{m}}$ helles, großes Objekt am Himmel stehen und möglicherweise einen 20°–40° langen, wenn auch schwachen Schweif aufweisen. Letzterer sollte erst in den Tagen vor dem Periheldurchgang eine große Flächenhelligkeit erreichen. Die Erwartungen waren entsprechend hoch, würde der Komet sie erfüllen können?

Die Erdpassage des Kometen gestaltete sich atemberaubend. In den Tagen vor der größten Erdnähe nahmen Helligkeit, Komadurchmesser und Schweiflänge rasant zu. Lag die Helligkeit am 15.3 noch bei 3.5$^{\mathrm{m}}$, so waren es am 20.3. bereits 2.0$^{\mathrm{m}}$. Der Komadurchmesser war in diesen fünf Tagen von 30′ auf 60′, der Schweif von 4° auf 15° angewachsen. Bis zu seiner größten Erdnähe am 25.3. stieg die Helligkeit auf 0.0$^{\mathrm{m}}$ an, der Durchmesser der stark kondensierten, intensiv grünlich leuchtenden Koma erreichte über 1.5°. Das eigentlich Spektakuläre aber war die starke Zunahme der Schweiflänge, die zum Großteil auf die in den Tagen der größten Erdnähe drastisch abnehmende perspektivische Verkürzung zurückzuführen war. Der Schweif konnte am 25.3. bereits über eine Länge von 45° verfolgt werden und erreichte in der Nacht vom 27. auf den 28. März schließlich eine (photographisch abgesicherte) Ausdehnung von 75° (Abb. 2.10)!

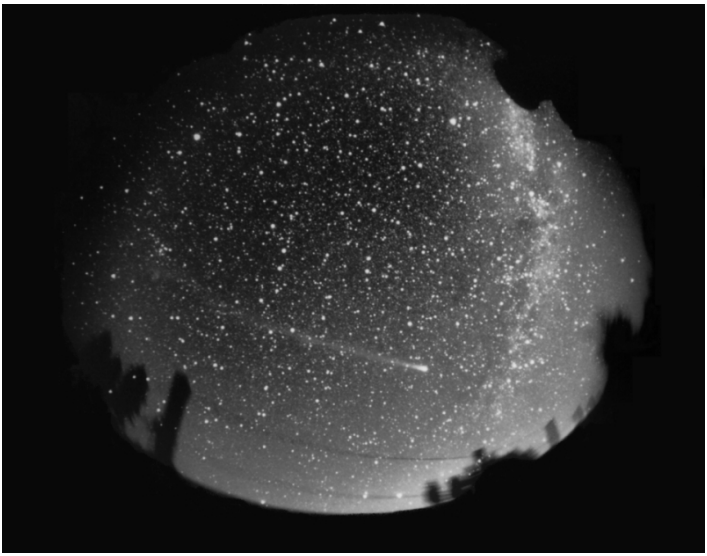


Abb. 2.10: Komet C/1996 B2 (Hyakutake) am 28.3.1996, 3:21–3:30 UT. Diese kontrastverstärkte Aufnahme vom Eisenberg im Knüllgebirge (Nordhessen) zeigt eine Schweiflänge von 72°. Aufnahme mit All-Sky-Kamera 2.8/16 mm auf FujiChrome Sensia 400. Photo: M. Kobusch

Der Anblick war atemberaubend, sofern man weitab von Siedlungen beobachtete: Den hellen und deutlich kondensierten Kometenkopf fast über einem zog der Komet seinen Schweif über mehr als ein Drittel des Himmels hinter sich her! Dabei war das erste Drittel auffällig, das zweite Drittel halbwegs gut erkennbar, das letzte Drittel aber nur unter günstigsten Bedingungen überhaupt auszumachen, was einige internationale Beobachter dazu verleitete, physikalisch unplausible Schweiflängen (bis 100°) anzugeben – mit Sicherheit ein Effekt der optischen Täuschung, verursacht durch die Linearität des Gebildes und einer Helligkeit des komafernen Schweifbereichs nahe der absoluten Nachweisgrenze. Im Fernglas zeigte der Schweif neben Streamern auch Schweifkondensationen und im Teleskop konnte innerhalb der Koma neben dem hellen ”false nucleus” ein extrem heller und langer Jet in Schweifrichtung und ein Jetfächer zur Sonne hin beobachtet werden (Abb. 2.11). Den Photographen zeigte der Komet gleich eine ganze Palette an Erscheinungen im Schweif, von unzähligen Streamern über Schweifwolken bis zu einem Schweifabriß (Abb. 2.12, Abb. 2.13).

Just nach der größten Erdnähe begann der Mond zu stören und als unser Erdtrabant Beobachtun-

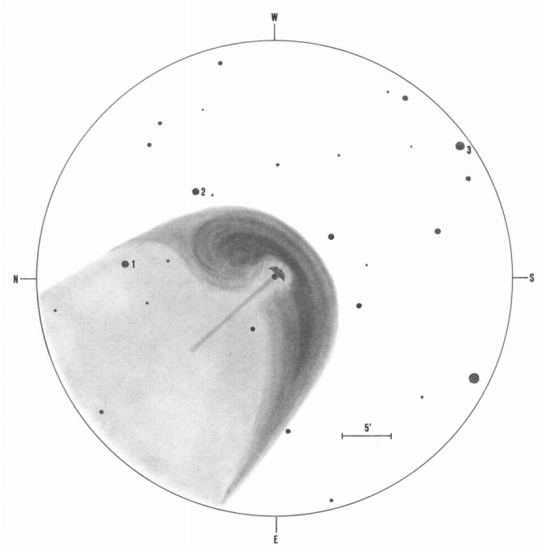


Abb. 2.11: Zeichnung der inneren Koma des Kometen C/1996 B2 (Hyakutake) vom 27.3.1996, 22:05–22:20 UT. Instrument: 250 mm Newton, 1:6, 75x. Sternförmiger false nucleus mit dem sonnenwärts gerichteten Jetfächer. Heller Schweifstrahl vom Kern nach NE, abrupt endend. Unsymmetrische Helligkeitsverteilung in der inneren Koma. Zeichnung: H. Kerner

gen wieder zuließ wurde klar, daß der Komet seinen Kulminationspunkt bereits überschritten hatte. Zwar konnte noch bis um den 15. April ein bis zu 30° langer, photographisch reich strukturierter und extrem dynamischer Schweif beobachtet werden, doch blieb dieser in den komafernen Teilen ziemlich schwach und war daher nur von dunklen Standorten aus in seiner ganzen Länge zu erkennen (Abb. 2.14). Auch die Helligkeit stieg nunmehr weitaus weniger steil an als angenommen, so daß der Komet in den Tagen des Perihels um etwa 4 Größenklassen hinter den optimistischen Erwartungen zurückblieb. Wenn auch der Komet in Sonnennähe eher enttäuschte, so wird der Name Hyakutake all denen für immer in Erinnerung bleiben, die ihn in den Tagen seiner Erdnähe von einem dunklen Standort aus beobachten konnten (Aguirre 1996, Kammerer 1996, 1998, Kammerer & Möller 1996b, Neckel 1996, O'Meara 1996).

Genau ein Jahr später bot der Komet C/1995 O1 (Hale-Bopp) ein weiteres imposantes Schauspiel am nördlichen Himmel (siehe Titelbild). Während seiner besten Beobachtungszeit – im März und April 1997 – zeigte der -0.5^{m} helle Komet nicht nur einen außergewöhnlich hellen, sondern zudem auffallend gekrümmten Staubschweif von etwas mehr als 20° Länge. Aufgrund der besonderen Perspektive bildete der schwächere, ähnlich lange Gasschweif mit dem Staubschweif

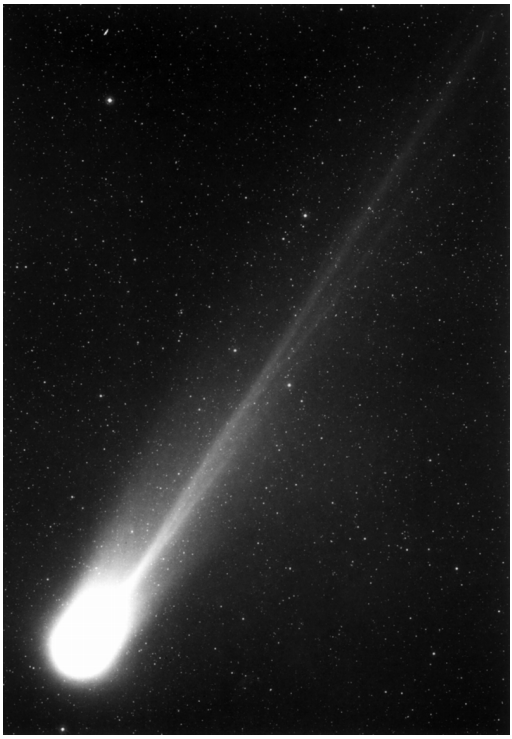


Abb. 2.12: Komet C/1996 B2 (Hyakutake) mit hellem und langem zentralen Schweifstrahl am 27.3.1996, 3:23–3:26 UT. Aufnahme mit Schmidtkamera 1.7/300 mm auf TP 6415 hyp. Photo: N. Mrozek

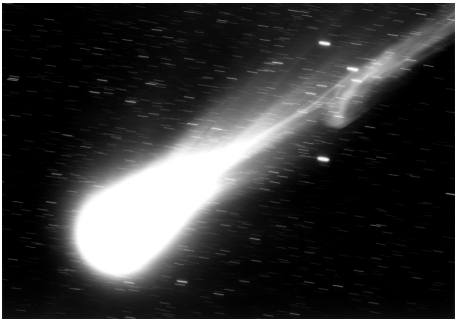


Abb. 2.13: Teil-Schweifabriß beim Kometen C/1996 B2 (Hyakutake) am 25.3.1996, 1:30–1:43 UT. Aufnahme mit Schmidtkamera 2.0/800 mm auf TP 2415 hyp. Photo: P. Keller und G. Schmidbauer

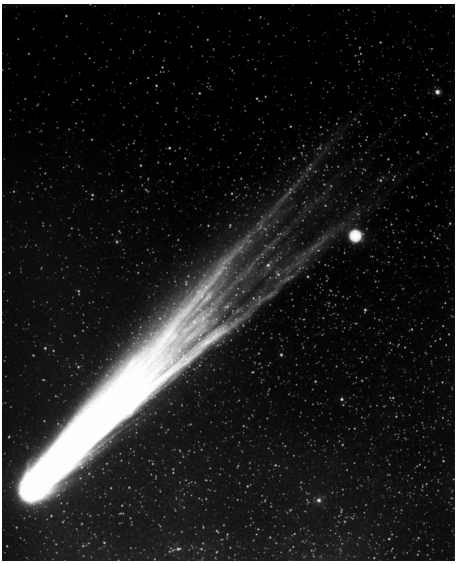


Abb. 2.14: Komet C/1996 B2 (Hyakutake) mit zahlreichen Streamern am 16.4.1996, 20:12–20:20 UT. Aufnahme mit Schmidtkamera 1.7/300 mm auf TP 2415 hyp. Photo: K. Horn

einen Winkel von zeitweise 50° (bezüglich der Endpunkte); für die Beobachtung seiner zahlreichen hellen Streamer genügte bereits ein kleines Fernglas. Auf Photographien kontrastierte der cremefarbene Staubschweif prächtig mit dem intensiv blauen Gasschweif. Die kernnahe Region zeigte eine Reihe seltener Phänomene wie spiralförmige Jets und extrem auffällige Enveloppen, die bereits in kleinen Instrumenten zu erkennen waren (siehe Abb. 6.8, Aguirre 1997, Kammerer 2000).

Zwischen 1997 und 2008 (dem Redaktionsschluss für die 1. überarbeitete Auflage) waren die folgenden Kometen von größerem Interesse: C/2002 C1 (Ikeya-Zhang) erreichte die 3. Größenklasse und zeigte einen schönen, bis zu 7° langen Schweif, stand aber während der interessantesten Zeit sehr horizontnah (Kammerer 2003, Kammerer & Celnik 2002). Im Winter 2004/05 wanderte der Komet C/2004 Q2 (Machholz) vom Sternbild Eridanus in hohe nördliche Himmelsregionen. Dabei passierte er Anfang Januar 2005 die Plejaden, wobei er eine vollmondgroße Koma der 3. Größenklasse aufwies und einen schwachen Staub- und Gasschweif von jeweils einigen Grad Länge zeigte (Aguirre 2005, Kammerer 2006, Kerner 2005).

Im Frühjahr 2006 passierte der periodische Komet 73P/Schwassmann-Wachmann die Erde in sehr geringer Entfernung. Dieser Komet befindet sich in der Auflösungsphase.

Nicht überraschend konnten zwei ähnlich helle Komponenten in mehreren Grad Abstand im Fernglas beobachtet werden. In größeren Teleskopen wurden zudem zahlreiche schwache Fragmente festgestellt (Aguirre 2006, Kammerer & Schubert 2007, Sekanina 2005).

Anfang 2007 überraschte der Komet C/2006 P1 (McNaught) die Kometengemeinde, wurde er doch mit einer Maximalhelligkeit von -5.5^{m} so hell wie kein Schweifstern seit Ikeya-Seki im Jahr 1965! Leider konnte er in seiner ganzen Pracht nur von der Südhemisphäre aus beobachtet werden. Fotos zeigten einen prächtig strukturierten, stark gekrümmten, hellen Schweif, der von der intensiv leuchtenden Koma ausging (Beatty & Bryant 2007, Celnik & Guthier 2007, Kammerer 2007, Neumann 2007, Reichert 2007).

Spektakulär gestaltete sich schließlich der Periheldurchgang des recht schwachen periodischen Kometen 17P/Holmes im Herbst 2007. Gerade mal 16^{m} hell, steigerte er seine Helligkeit aufgrund eines sehr starken Staubausbruchs innerhalb von 48 Stunden um das 400.000-fache! In den folgenden Wochen konnten die Kometenbeobachter fasziniert die stetig größer werdende, im Maximum 2.5^{m} helle, zunächst runde Staubkoma verfolgen. Bis Anfang Januar 2008 war die zu diesem Zeitpunkt bereits auf 1.5° angewachsene, nunmehr parabelförmige Koma mit dem bloßen Auge sichtbar (Bortle 2008, Kammerer 2008, Kammerer & Möller 2008, Schubert & Melchert 2008, Sekanina 2008).

Diese Seiten verdeutlichen, welche Vielfalt an Besonderheiten die Kometen innerhalb der letzen Jahrzehnte zeigten, die alle mit Amateurmitteln beobachtet werden konnten. Gerade Letzteres sollte Grund genug sein, tiefer in das Gebiet der Kometenbeobachtung einzusteigen.

Literaturverzeichnis

[1] Aguirre, E.L. (1996): A Great Comet Visits Earth. *Sky and Telescope* 91, June, 20–22.

[2] Aguirre, E.L. (1996): Comet Hyakutake's Spectacular Performance. *Sky and Telescope* 92, July, 23–30.

[3] Aguirre, E.L. (1997): The Great Evening Comet. *Sky and Telescope* 93, May, 28–33.

[4] Aguirre, E.L. (1997): Comet Hale-Bopp's Memorable Performance. *Sky and Telescope* 93, June, 28–32.

[5] Aguirre, E.L. (1997): The Great Comet of 1997. *Sky and Telescope* 94, July, 50–57.

[6] Aguirre, E.L. (2005): Comet Machholz's Fine Performance. *Sky and Telescope* 109, June, 83–87.

[7] Aguirre, E.L. (2006): A Comet's Spectacular Breakup. *Sky and Telescope* 112, Aug., 77–78.

[8] Ahnert, P. (1974): Unerwartete Helligkeitsausbrüche des Kometen 1973b. In: *Kalender für Sternfreunde 1975*, Leipzig, 140–141.

[9] Althaus, T. & Neumann, M. (2008): Schweifstern ohne Schweif? Die vielen Gesichter des Kometen 17P/Holmes. *Sterne und Weltraum* 47, Jan., 82–85.

[10] Beatty, J.K. & Bryant, G. (2007): McNaught's Passing Fancy. *Sky and Telescope* 113, May, 32–36.

[11] Bortle, J.E. (1995): Borrelly's Strange Apparition. *Sky and Telescope* 90, Aug., 108–109.

[12] Bortle, J.E. (2008): The Astounding Comet Holmes. *Sky and Telescope* 115, Feb., 24–28.

[13] Celnik, W. & Guthier, O. (2007): Komet am Taghimmel: C/2006 P1 McNaught. *Journal für Astronomie* 23, 112–116.

[14] Kammerer, A. (1984): Die Sichtbarkeit der erdnahen Kometen 1983d und 1983e. *Sterne und Weltraum* 23, 90–91.

[15] Kammerer, A. (1990): Die Kometen des Jahreswechsels 1989/90. *Kometen – Planetoiden – Meteore* 5, 4–8.

[16] Kammerer, A. (1991): Die schwächeren Kometen des Jahres 1990. *Kometen – Planetoiden – Meteore* 6, 12–14.

[17] Kammerer, A. (1993): Die Kometen des Jahres 1992. *Kometen – Planetoiden – Meteore* 8, 62–65.

[18] Kammerer, A. (1996): The Brightness Evolution and Tail of Comet Hyakutake. *The Astronomer* 33, 86–89.

[19] Kammerer, A. (1998): C/1996 B2 (Hyakutake) - Der Große Komet des Jahres 1996. *Sterne und Weltraum* 37, 374–382.

[20] Kammerer, A. (2000): Der Jahrhundertkomet Hale-Bopp. *Sterne und Weltraum* 39, Mai/Aug., 368–374 u. 678–685.

[21] Kammerer, A. (2003): Der Komet Ikeya-Zhang am Frühlingshimmel 2002. *Sterne und Weltraum* 42, Nov., 62–68.

[22] Kammerer, A. (2006): Rückblick auf den Winterkometen C/2004 Q2 (Machholz). *Sterne und Weltraum* 45, Mai, 70–77.

[23] Kammerer, A. (2007): Der Große Komet 2007: C/2006 P1 (McNaught). *Journal für Astronomie* 24, 72–76.

[24] Kammerer, A. (2008): Der Super-Ausbruch des Kometen 17P/Holmes. *Journal für Astronomie* 26, 84–85.

[25] Kammerer, A., Celnik, W. et.al. (2002): Komet C/2002 C1 (Ikeya-Zhang). *Journal für Astronomie* 9, 67–89.

[26] Kammerer, A. & Möller, M. (1995): Die Kometen des Jahres 1994. Jahresbericht der VdS-Fachgruppe Kometen. *Sterne und Weltraum* 34, 946–951.

[27] Kammerer, A. & Möller, M. (1996): Die Kometen des Jahres 1995. Bericht der VdS-Fachgruppe Kometen. *Sterne und Weltraum* 35, 950–953.

[28] Kammerer, A. & Möller, M. (1996): Hyakutake - Der Große Komet von 1996. In: *Ahnerts Kalender für Sternfreunde 1997*, Heidelberg, Leipzig, 249–257.

[29] Kammerer, A. & Möller, M. (2007): Die Kometen des Jahres 2006. *Sterne und Weltraum* 46, Dez., 80–87.

[30] Kammerer, A. & Möller, M. (2008): Ein Komet trumpft auf. Die ersten drei Wochen des Ausbruchs von 17P/Holmes. *Sterne und Weltraum* 47, Jan., 79–81.

[31] Kammerer, A. & Möller, M. (2008): Die Kometen des Jahres 2007. *Sterne und Weltraum* 47, Okt., 86–94.

[32] Kammerer, A. & Schubert, D. (2007): 73P/Schwassmann-Wachmann - Komet in Auflösung. *Journal für Astronomie* 22, 72–81.

[33] Kerner, H. (2005): Komet C/2004 Q2 (Machholz). *Journal für Astronomie* 17, 92–100.

[34] Möller, M. (1991): Die Kometen des Jahres 1990. Jahresbericht der VdS-Fachgruppe Kometen. *Sterne und Weltraum* 30, 683–686.

[35] Neumann, M. (2007): McNaught - der Geheimniskrämer. *Sterne und Weltraum* 46, Apr., 68–74.

[36] O'Meara, S.J. (1996): Was Hyakutake A Great Comet? *Sky and Telescope* 92, July, 31–33.

[37] Reichert, U. (2007): Komet McNaught: Scheuer Überraschungsgast. *Sterne und Weltraum* 46, März, 14–15.

[38] Schubert, D. & Melchert, S. (2008): Komet 17P/Holmes. *Journal für Astronomie* 26, 90–105.

[39] Sekanina, Z. (2005): Comet 73P/Schwassmann-Wachmann: Nucleus Fragmentation. Its Light-Curve Signature, and Close Approach to Earth in 2006. *International Comet Quarterly* Vol. 27, No. 4, 225–240.

[40] Sekanina, Z. (2008): Exploding Comet 17P/Holmes. *International Comet Quarterly* Vol. 30, No. 1, 3–28.

Beiträge zum Kometen West (1976 VI) gibt es zahlreiche, u.a. in *Sterne und Weltraum*, in *Sky and Telescope* und in der österreichischen Publikation *Der Sternenbote*, jeweils Jahrgang 1976. Detaillierte Berichte über alle Kometen seit 1984 finden sich in der Publikation *Schweifstern*, dem Mitteilungsblatt der VdS-Fachgruppe Kometen (siehe Anhang B).

3 Die visuelle Beobachtung

S. Korth & O. Guthier

3.1 Einleitung

Am Anfang einer jeden Kometenbeobachtung steht die Frage des Beobachters, wie er schnell an Informationen über neuentdeckte Kometen kommen und die aktuellen Positionen derselben bzw. bekannter periodischer Kometen erfahren kann. Daß Radio und Zeitung nicht unbedingt dafür geeignet sind, ist eine Erfahrung, die man als Amateurastronom rasch machen muß. Heute ist das Internet die primäre Informationsquelle und stellvertretend für zahlreiche geeignete deutsch- und englischsprachige Internetseiten sei an dieser Stelle auf die Webseite der FG Kometen (http://kometen.fg-vds.de/index.htm) als Ausgangspunkt für Anregungen und Informationen verwiesen.

3.2 Die physiologischen Grundlagen

Bei der visuellen Himmelsbeobachtung dient das Auge als Empfänger. Die lichtempfindlichen Organe sind die in der Netzhaut eingebetteten *Stäbchen* und *Zäpfchen*. Während das Dämmerungs- und Nachtsehen an die in größerer Anzahl vorhandenen Stäbchen gebunden ist (sie liegen vermehrt im Randbereich der Netzhaut), vermitteln die zentrumsnah verteilten Zäpfchen das Farbempfinden und nur ein geringes Helligkeitsempfinden. Da die lichtempfindlichen Stäbchen vermehrt im Randbereich der Netzhaut (lat. Fovea) liegen, lassen sich sehr lichtschwache Objekte oft nur dann erkennen, wenn man das ankommende Licht auf diesen extrafovealen Randbereich der Netzhaut fallen läßt. Was sich im ersten Moment vielleicht etwas abstrakt anhört, sieht in der Praxis so aus: Statt genau auf das Objekt zu schauen, peilt man daran vorbei. Diese Art der Beobachtung wird deshalb auch als *indirektes Sehen* bezeichnet

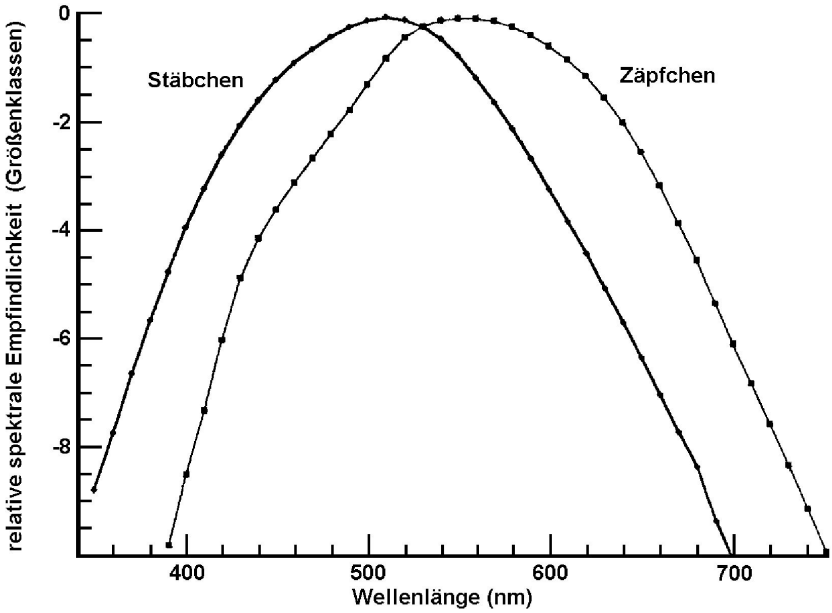


Abb. 3.1: Die spektrale Empfindlichkeit der dunkeladaptierten Stäbchen im Vergleich zu den für das Tagessehen zuständigen Zäpfchen. Aus Clark (1990)

und ist gerade bei lichtschwachen Himmelsobjekten sehr vorteilhaft. Das menschliche Auge besitzt die Fähigkeit, sich der jeweiligen Helligkeit anzupassen, der die Netzhaut ausgesetzt wird. Diese Eigenschaft wird *Adaption* genannt, sie ist von großer Wichtigkeit für die Erfassung lichtschwacher und diffuser Objekte. Die Dunkel-Hell-Adaption geht sehr schnell vonstatten. Betritt man aus einem dunklen Raum kommend ein helles Zimmer, so vollzieht sich die Adaption innerhalb weniger Sekunden. Umgekehrt jedoch nimmt dieser Vorgang mindestens 30 Minuten in Anspruch. Daher sollte man sich als Beobachter von diffusen und lichtschwachen Objekten (wie z.B. den Kometen), früh genug vor einer Beobachtung in die Dunkelheit begeben und so wenig Licht wie möglich verwenden. Kometenbeobachtungen sollten grundsätzlich erst bei dunkeladaptiertem Auge vorgenommen werden. Um die Dunkeladaption während der Beobachtung nicht zu stören, ist es zweckmäßig, rotes Licht zu verwenden, da die Stäbchen in diesem Spektralbereich kaum noch empfindlich sind (Abb. 3.1). Rotes Licht erhält man z.B., indem vor

eine einfache Taschenlampe mehrere Lagen rotes Transparentpapier befestigt. Im Fachhandel sind auch Rotlicht-Taschenlampen erhältlich.

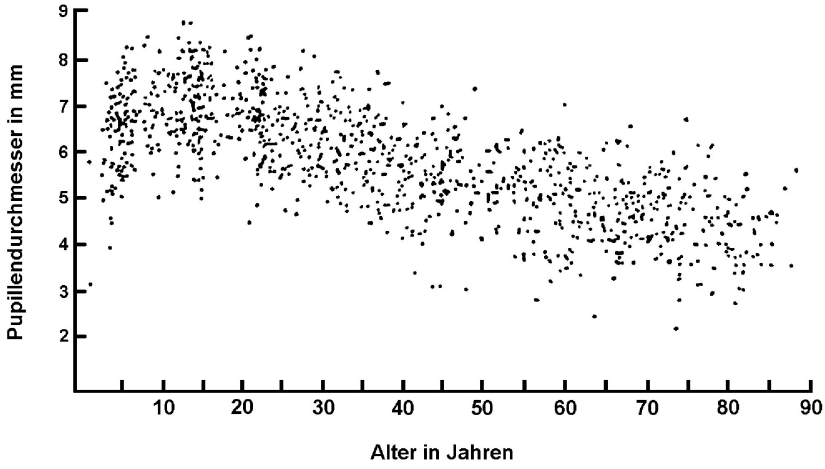


Abb. 3.2: In dieser Graphik ist der Pupillendurchmesser gegen das Alter von Testpersonen aufgetragen. Trotz der großen Streuung (auch ältere Beobachter können offensichtlich noch recht große Pupillendurchmesser erzielen) kann man deutlich eine gewisse Altersabhänigigkeit erkennen. Aus Loewenfeld (1987)

Ist das Auge adaptiert, so erreichen die Pupillen einen maximalen Durchmesser von 5 mm bis 9 mm, der allerdings mit fortschreitendem Alter abnimmt (Abb. 3.2). Diesen Umstand hat man zu berücksichtigen, wenn es um die Wahl der geeigneten *Mindestvergrößerung* geht. Man erhält diese, indem die Objektivöffnung des zu verwendenden Teleskopes durch den Pupillendurchmesser dividiert wird. Beispiel: Ein 40-jähriger Beobachter hat einen maximalen Pupillendurchmesser von durchschnittlich 6 mm. Verwendet er ein 200 mm-Teleskop, so kann er sinnvoll eine Mindestvergrößerung von 33× einsetzen. Bei geringeren Vergrößerungen hat er zwar u.U. ein größeres Gesichtsfeld zur Verfügung, eine höhere Flächenhelligkeit des Beobachtungsobjektes erzielt er jedoch nicht mehr. Ein vollkommen dunkeladaptiertes Auge vermag unter besten Bedingungen noch Sterne etwa 7. Größe wahrzunehmen, hierzulande liegt die Grenze allerdings meist zwischen 5.5^{m} und 6.5^{m}. Durch den Einsatz eines optischen Instruments (mit größerem Lichtsammelvermögen) können zunehmend schwächere Objekte erkannt werden.

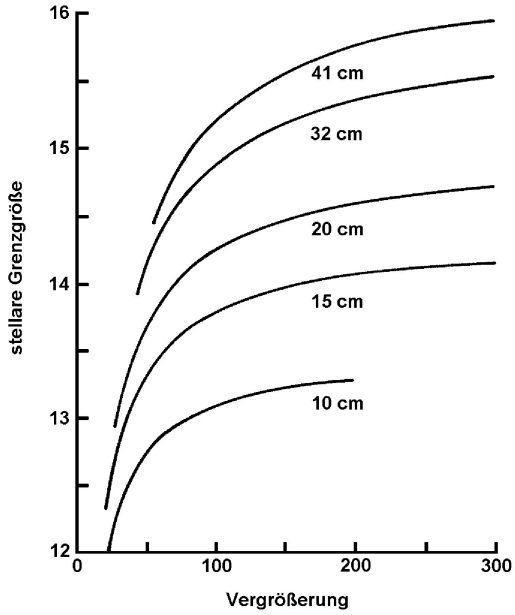


Abb. 3.3: Visuelle stellare Grenzgrößen bei unterschiedlichen Teleskopöffnungen und Vergrößerungen. Aus Schaefer (1989)

In Abb. 3.3 ist dieser Zusammenhang graphisch für stellare Objekte dargestellt. Für Kometen läßt sich eine derartige Graphik jedoch nicht erstellen. Sie sind ausgedehnte Objekte, bei denen zur Gesamthelligkeit als entscheidender Faktor die Ausdehnung der Koma hinzukommt. Dies hat zur Folge, daß es auch mit größeren Geräten schwierig werden kann, einen Kometen der 10. Größenklasse zu beobachten, sofern dieser eine ausgedehnte Koma aufweist. Ähnlich verhält es sich zum Beispiel mit einem bekannten Planetarischen Nebel, dem Helix-Nebel im Sternbild Wassermann. Zwar hat dieser eine Gesamthelligkeit von 7.3^{m}, aber wegen seiner Ausdehnung von rund $16'$ ist er durchaus kein leichtes Beobachtungsobjekt.

Dennoch besitzt Abb. 3.3 auch für Kometenbeobachter eine wichtige Aussage: Mit zunehmender Vergrößerung sinkt die Helligkeit des Himmelshintergrunds, die Grenzgröße steigt an. Während aber dieser Effekt bei ausgedehnten, diffusen Kometen keine Vorteile bringt, da nicht nur die Flächenhelligkeit des Himmelshintergrunds sinkt, sondern in fast gleichem Maße auch jene des Kometen, sieht dies bei sehr kompakten Kometen völlig anders aus. Bei diesen kann der Einsatz höherer Vergrößerungen durchaus sinnvoll sein.

Damit die eigentliche Beobachtung im Vordergrund steht, sollten die folgenden Empfehlungen unbedingt befolgt werden: witterungsangepaßte Kleidung ebenso wie eine bequeme Haltung während der Beobachtung. Zudem sind alle notwendigen Utensilien wie Taschenlampe, Sternatlas, Beobachtungsbuch und Zeichengerät in unmittelbarer Nähe greifbar zu positionieren. Um einer Ermüdung des Auges vorzubeugen, sollte in bestimmten Zeitabständen die Betrachtung des Okularbildes durch einen weitschweifenden Blick über den Himmel unterbrochen werden.

3.3 Die Ausrüstung

Gelegentlich werden von Teleskopherstellern bestimmte Geräte als "Kometensucher" bezeichnet. In der Tat haben manche Fernrohre Qualitäten, die sie für die Kometenbeobachtung geeigneter erscheinen lassen als andere Fernrohre. Dennoch muß man sich als Amateur nicht sofort ein neues Teleskop zulegen, will man in die Kometenbeobachtung einsteigen. Grundsätzlich kann diese mit jeder Art von Teleskop ausgeübt werden, entscheidend sind vielmehr die Ziele des Beobachters und Faktoren wie die Helligkeit des Kometen oder die Art des Beobachtungsorts. Wer sich als angehender Kometenbeobachter aber ein neues Teleskop zulegen möchte, sollte beim Kauf einige Punkte berücksichtigen.

Gerade für den Einsteiger ist das empfehlenswerteste Beobachtungsgerät immer noch der *Feldstecher*. Binokulare werden heute mit unterschiedlichen Öffnungen und Vergrößerungen angeboten, die von den einfachen 5×24-Operngläsern bis zu speziellen 25×100 oder gar noch größeren Nachtgläsern reichen (die erste Zahl steht für die Vergrößerung, die zweite für den Objektivdurchmesser in mm). Der große Vorteil dieser Instrumente besteht in der Möglichkeit, das Objekt mit beiden Augen beobachten zu können. Dadurch ist die Beobachtung weniger ermüdend, was noch durch die Handlichkeit der Geräte unterstützt wird. Um aber die Leistungsfähigkeit eines Feldstechers voll ausnutzen zu können, empfiehlt es sich, bereits ein 10×50-Binokular auf einem Stativ oder Ähnlichem fest zu montieren. Man muß sonst damit rechnen, daß durch das Wackeln die Beobachtung von Details schwieriger oder gar unmöglich wird.

Für *Spiegelteleskope* jeglicher Art spricht ihr im Verhältnis zur Öffnung günstiger Preis. Dies gilt vor allem für Newton-Teleskope, da diese relativ einfach und kostengünstig konstruiert sind.

Zudem gibt es diese Geräte mit Öffnungsverhältnissen bis $f/4$, wodurch sich große Gesichtsfelder erzielen lassen. Der Hauptnachteil gerade längerbrennweitiger Newton-Systeme ist jedoch der teilweise recht unbequeme Einblick. Sofern die Transportabilität ein entscheidender Faktor ist, sind Schmidt-Cassegrain-Systeme empfehlenswert, weil diese inzwischen fast genauso preiswert wie Newton-Teleskope, zudem aber kompakter und daher leichter zu transporieren sind - ein für unsere lichtübersättigte Region entscheidender Vorteil. Ihre optischen Qualitäten machen sie außerdem zum idealen Allroundfernrohr für alle Bereiche der Amateurastronomie – nicht nur der Kometenbeobachtung. Wer nun meint, daß das Öffnungsverhältnis auch für die Bildhelligkeit wichtig ist, der hat nur bedingt recht. Entscheidend ist allein die Austrittspupille. Diese erhält man, indem man die Öffnung eines Fernrohres durch die Vergrößerung teilt. An folgendem Beispiel soll erläutert werden, wie man mit zwei völlig unterschiedlichen Teleskopen die gleiche Austrittspupille erzielt: An einem 20cm-$f/4$-Newton-Reflektor wird ein Okular mit 20 mm Brennweite verwendet, man beobachtet also bei 40× Vergrößerung. Demnach beträgt die Austrittspupille 5 mm. Um nun bei einem 20cm-$f/10$-Schmidt-Cassegrain-Teleskop 40× Vergrößerung (sowie eine entsprechende Austrittspupille) zu erzielen, benötigt man eine Okularbrennweite von 50 mm. In beiden Fernrohren sieht ein flächenmäßig ausgedehntes Objekt wie z.B. ein Komet nun gleich hell aus, die unterschiedlichen Primärbrennweiten von 800 mm bzw. 2000 mm machen sich im Okular nicht bemerkbar. Deshalb kann man eine große Bildhelligkeit auch mit Geräten kleinerer Öffnung erzielen. Nur muß man sich dann mit entsprechend geringeren Vergrößerungen zufrieden geben. Bei kleineren und insgesamt schwächeren Kometen wird man allerdings rasch feststellen, wie wichtig die Öffnung eines Teleskops ist. Ein Amateur, der auch Kometen jenseits der 12. bis 13. Größenklasse verfolgen will, kommt um einen Reflektor mit einer Öffnung von mindestens 25 cm Öffnung nicht herum.

Refraktoren gleicher Größe sind wesentlich teurer und finden daher üblicherweise bei Kometenbeobachtern nur bis zu einer Öffnung von 150 mm Verwendung. Vor allem unter Kometenentdeckern ist der Refraktor mit einem Öffnungsverhältnis von 1:5 – 1:6 ein beliebtes Instrument. Diese Teleskope haben den Vorteil, daß sie aufgrund ihrer kurzen Brennweiten in Verbindung mit Weitwinkelokularen sehr große Gesichtsfelder zu bieten haben. Dadurch lassen sich in relativ kurzer Zeit größere Himmelsareale überwachen. Da die Preise von Refraktoren jenseits von 10 cm Öffnung, bedingt durch aufwendige Konstruktion und teilweise teures Linsenmaterial aber schnell auf fünfstellige Summen schnellen, lohnt sich ihre Anschaffung speziell für die Kometenbeobachtung nicht. Hinzu kommt, daß diese Geräte im allgemeinen brennweitenbedingte Baulängen und Tubusgewichte haben, die eine noch schwerere (und teurere) Montierung erfor-

derlich machen und so ihre Transportabilität einschränken. Ein in der Astronomie unerläßliches

Tab. 3.1: Geeignete Instrumente und entsprechendes Kartenmaterial für die Kometenbeobachtung

Mag	Instrument	Kartenmaterial
≤ 3	bloßes Auge	Schurig/Götz u.ä.
4 – 7	8×40 – 20×80	Sky Atlas 2000.0, Uranometria 2000.0, AAVSO Atlas
7 – 9	10 cm – 15 cm	Uranometria 2000.0, AAVSO-Atlas, Falkauer Atlas
9 – 10.5	15 cm – 20 cm	Falkauer Atlas
10.5 – 12.	20 cm – 35 cm	Falkauer Atlas, Atlas Stellarum
12. – 14.	35 cm – 50 cm	Atlas Stellarum , GSC, POSS

Arbeitsmittel ist ein geeigneter Sternatlas. Schurig/Götz, Sky Atlas 2000.0, Uranometria 2000.0 sowie der Atlas der "American Association of Variable Star Observers" (AAVSO) sind gezeichnete Atlanten, die ihrer Übersichtlichkeit wegen vor allem für Einsteiger geeignet sind. Besonders praktisch für den Kometenbeobachter ist dabei der AAVSO-Atlas, weil er als einziges Werk eingezeichnete Vergleichssternhelligkeiten enthält. Alle diese Atlanten haben allerdings den (durch ihre Entstehung bedingten) Nachteil, daß sie nur Sterne bis ca. 10^{m} enthalten. Geht es um das Auffinden schwächerer Kometen, so muß man auf die beiden photographischen Werke von Hans Vehrenberg zurückgreifen. Der *Falkauer Atlas* erreicht eine Grenzgröße von rund 13.5^{m}, sein größerer "Bruder", der *Atlas Stellarum* zeigt noch Sterne bis ca. 14.5^{m} (siehe Tab. 3.1). Seit kurzem gibt es auch den Palomar Observatory Sky Survey (POSS) auf CD zu einem für Amateure erschwinglichen Preis. Dieser ursprünglich nur für große Observatorien zu einem sündhaft teuren Preis vervielfältigte photographische Atlas zeigt nördlich der Deklination -15° alle Sterne bis etwa 19^{m} und dürfte daher auch für den ernsthaftesten Amateur völlig ausreichend sein. Wer Zugang zum World Wide Web (WWW) hat, dem bietet sich zudem die Möglichkeit, beliebige Ausschnittskarten des POSS übers Internet abzurufen (http://archive.eso.org/dss/dss oder http://stdatu.stsci.edu/dss/dss_form.html).

Beim Einzeichnen einer Kometenposition in eine Sternkarte ist zu berücksichtigen, daß sich die Positionsangaben eines Kometen in der Regel auf 0 Uhr UT (Weltzeit) = 1 Uhr MEZ = 2 Uhr MESZ des angegebenen Tages beziehen. Will man also am Abend des 18. beobachten, so sollte man sich schon an der Position des 19. orientieren. Bei schnelleren Kometen muß eventuell sogar stundenweise zwischen zwei angegebenen Positionen interpoliert werden. Ist die Bahn am Himmel nicht zu sehr gekrümmt, so kann dies der Einfachheit halber mit einem Lineal geschehen.

Inzwischen gibt es etliche Computerprogramme, mit deren Hilfe Karten samt eingetragener Kometenbahn erstellt und ausgedruckt werden können. Einige dieser Programme nutzen den auf CD-ROM erhältlichen ”Guide Star Catalog” (GSC). Dieses ausschließlich in digitaler Form vorliegende Werk wurde erstellt, um dem Hubble Space Telescope Leitsterne zur Verfügung zu stellen. Der GSC enthält etwa 15 Millionen Sterne bis zur 15. Größe, was ihn gerade für das Auffinden schwächerer Kometen sehr praktikabel macht.

Steht man nun am Fernrohr und hält die Sternkarte in Händen, so gibt es grundsätzlich zwei Möglichkeiten, den Kometen aufzufinden. Bei einem *parallaktisch montierten* Teleskop wäre es natürlich am bequemsten, mit Hilfe einer Art Ableseeinrichtung die Koordinaten direkt einstellen zu können. Mit den hierfür konzipierten Teilkreisen sind in der Tat viele Fernrohre ausgestattet, jedoch nur bei teureren Geräten sind sie wirklich so groß und genau, daß man quasi ”blind” das Zielobjekt einstellen kann. Teilkreise, bei denen die Gradmarkierungen 1 mm dick und jeweils 1 mm voneinander entfernt sind, bringen in Verbindung mit einem 1cm davon entfernten Zeiger nicht sehr viel Unterstützung. Besser bedient ist man mit Teilkreisen ab ca. 10 cm Durchmesser oder gar digitalen Ableseeinrichtungen. Beides erfordert aber einen nicht unerheblichen finanziellen Aufwand, der (zumindest bei den komfortablen elektronischen Einrichtungen) den eines guten Sternatlanten deutlich übersteigt. Bei Teleskopen, die gar mit einer kompletten Computersteuerung ausgerüstet sind, muß man bedenken, daß diese Geräte samt ihrer Schrittmotorsteuerung zumindest eine gut geladene Autobatterie als Stromversorgung benötigen – und zwar nicht die vom eigenen Auto, denn aufgrund des Stromverbrauches eines solchen Teleskopes durfte schon mancher schieben!

Beobachter, deren Instrument *azimutal montiert* ist, oder die ihren Teilkreisen nicht trauen, werden sich anderer Mittel bedienen müssen. Die Hilfsmittel, die man benötigt, sind eine geeignete Sternkarte (die Kriterien hierfür wurden oben genannt), in der die Kometenposition eingetragen ist, sowie eine Taschenlampe. Beim nun nachfolgend beschriebenen sogenannten *”Star hopping”* wird zunächst ein dem Kometen am nächsten stehender, mit bloßem Auge sichtbarer Stern aufgesucht. Von dort aus ”hüpft” man dann mit Hilfe der Sternkarte zu der eingezeichneten Position des Kometen. Beim Aufsuchen wird eine besondere Eigenschaft der menschlichen ”Bildverarbeitung” ausgenutzt: Diese ist in der Lage, verschiedene geometrische Formationen, wie es sie am Himmel zuhauf gibt, gut zu unterscheiden und sich einzuprägen. Sehr hilfreich sind hierbei z.B. kleinere Sterndreiecke. Diese kann das Auge sowohl am Okular wie auch in der Sternkarte gut wiedererkennen und vergleichen (Abb. 3.4). Hat man sich an

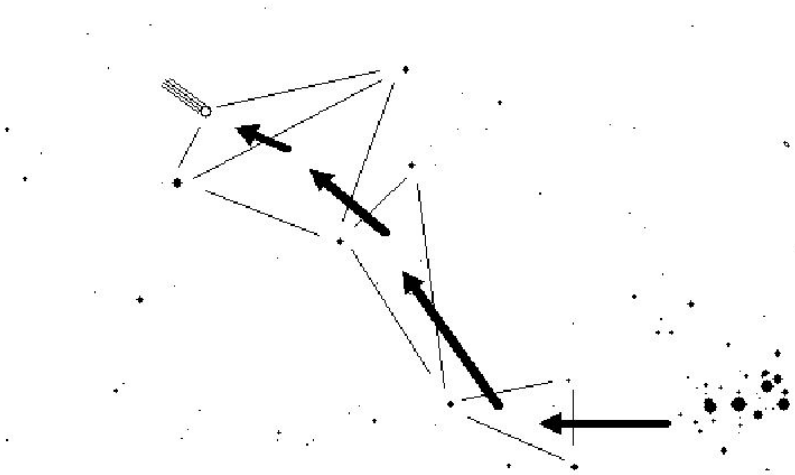


Abb. 3.4: Das Auffinden eines Kometen via ”Star hopping”.

diese Vorgehensweise gewöhnt, so wird man nach einiger Übung erstaunt sein, wie leicht es ist, ein Teleskop zu bedienen und sich am Himmel zurechtzufinden.

Ist der Komet weder im Sucher noch bei schwacher Vergrößerung auszumachen, so braucht man nicht gleich aufzugeben. Gerade unter Stadthimmelbedingungen kann dies gelegentlich vorkommen. Das störende Streulicht kann durch die Verwendung eines stärker vergrößernden Okulars in einem gewissen Umfang unterdrückt und so der Kontrast verbessert werden. Plant man allerdings, einen sowohl schwachen als auch winzigen Kometen zu beobachten, so ist Vorsicht angebracht, denn bei mäßiger Luftunruhe sehen bei starken Vergrößerungen auch die wabernden Sterne im Bereich der Grenzhelligkeit des Teleskops wie kleine Kometen aus. Verursacht wird dieser Effekt durch die geringere Auflösung des Auges bei schwachen Objekten.

Ein weiteres, sehr effektives Hilfsmittel ist ein sogenanntes *Swan-Band-Filter*. Dieses Interferenzfilter läßt fast nur das Licht von bestimmten Kohlenstoff-Emissionslinien des Kometen, hauptsächlich bei den Wellenlängen 473 nm bzw. 516 nm durch. Das Licht des künstlich aufgehellten Nachthimmels in der Nähe von Städten wird dagegen größtenteils durch das Filter

abgeblockt. Der hierdurch bedingte Kontrastgewinn ist gerade bei gasreichen Kometen beträchtlich und macht das Filter zu einem fast unverzichtbaren Werkzeug für den stadtnahen Kometenbeobachter. Doch auch wer mit einem dunkleren Himmel gesegnet ist, wird eine Kontraststeigerung feststellen können. Ähnlich effektiv arbeitet ein Deep-Sky-Filter. Allerdings: Helligkeitsschätzungen dürfen stets nur ohne Filter durchgeführt werden! Und auch ein derart bestimmter Komadurchmesser darf lediglich zusätzlich zu dem ohne Filter bestimmten angegeben werden.

3.4 Der Standort

In einem so dicht bevölkerten Siedlungsraum wie Mitteleuropa ist die Frage des Beobachtungsstandortes ein leidiges Thema für fast jeden Amateurbeobachter. Man wird auf jeden Fall um Kompromisse nicht herumkommen. Was ist bei der Auswahl zu berücksichtigen?

Kometen pflegen meist erst bei geringen Sonnendistanzen zu besonders interessanten und eindrucksvollen Objekten zu werden. Das bedeutet, daß sie in der Regel bei geringen Höhen nach Sonnenuntergang im Westen bzw. vor Sonnenaufgang im Osten erscheinen. Aus diesem Grund ist eine gute, ungetrübte Horizontsicht ein wichtiges Kriterium für einen Beobachtungsstandort. Ist man in der glücklichen Lage, seinen Standort frei wählen zu können, so sollte man auf Sichtbeeinträchtigungen wie Berge, Häuser oder Bäume achten. Ebenso sollte natürlich auch die Verteilung künstlicher Lichtquellen beachtet werden. Das können in unmittelbarer Nähe Häuser- und Reklamebeleuchtungen sein, ebenso stören aber auch die Lichter vorbeifahrender Autos. Will sich der Großstadtbewohner nach einem Standort in der unmittelbaren Stadtumgebung umschauen, so muß er auf jeden Fall die Lage der städtischen Licht- und Dunstglocke im Verhältnis zur Position des Kometen berücksichtigen. Bevorzugte Standorte sind hierzulande an erster Stelle günstige Mittel- und Hochgebirgslagen. Nicht jeder hat die Möglichkeit, diese innerhalb einer angemessenen Zeit zu erreichen: Dennoch muß der Kometenbeobachter in einem Ballungsgebiet nicht verzweifeln. Wenn man auch in Großstadtnähe keinen Alpenhimmel erwarten darf, so findet sich doch immer ein Standort, der für auswertbare Kometenbeobachtung geeignet ist. Um diesen Ort ausfindig zu machen, sollte man sich einmal in einer klaren Nacht im Rahmen seiner verkehrstechnischen Möglichkeiten auf die Suche begeben.

Bei der Standortwahl darf das Beobachtungsinstrument und dessen Transportfähigkeit nicht unberücksichtigt bleiben. Während ein parallaktisch montierter 30 cm-Reflektor ein Kraftfahrzeug benötigt, läßt sich ein 15×80-Binokular problemlos überall hin mitnehmen. Der Autofahrer hat neben den besseren Transportmöglichkeiten den Vorteil des größeren Aktionsradius, was bedeutet, daß er über eine größere Auswahl an Beobachtungsorten verfügen kann. Aber aufgepaßt: Gerade in ländlichen Gegenden gibt es genügend Wege, die nicht befahren werden dürfen oder (je nach Bodenverhältnissen) sollten...

Sofern ein brauchbarer Himmel vorgefunden wird, besitzt ein fest aufgestelltes Instrument den großen Vorteil, daß jede sich bietende Wolkenlücke zur Beobachtung genutzt werden kann, da sowohl das zeitraubende Aufbauen als auch das bei parallaktischen Montierungen erforderliche Justieren auf den Himmelspol entfällt. Letzteres ist besonders wichtig bei der photographischen Beobachtung oder dem Verfolgen feiner Kometendetails per Zeichenstift. Weniger Vorteile bringt eine feste Installation bei Reflektoren bis ca. 20 cm Öffnung bzw. Refraktoren bis ca. 10 cm Öffnung; bei diesen Geräten sollte man deren Mobilität nutzen und an einem optimalen Standort beobachten.

Hierzulande bleibt aber fast jeder Beobachtungsort, wie schon eingangs erwähnt, ein Kompromiß. Es ist unvermeidlich, zwischen guten Sichtbedingungen, der Erreichbarkeit, der Transportfähigkeit des Beobachtungsinstruments und den Beobachtungszielen abzuwägen.

3.5 Die Beobachtung

3.5.1 Die einzelnen Beobachtungsgrößen

In den letzten Abschnitten wurde die Vorbereitung zur Kometenbeobachtung ausführlich geschildert. Nun soll die eigentliche Beobachtung beschrieben werden, die in der Hauptsache die Schätzung verschiedener Beobachtungsgrößen zum Ziel hat.

Als erster und wichtigster Punkt ist diesbezüglich die **Helligkeitsschätzung** zu nennen. Wenn es auch inzwischen andere Möglichkeiten gibt, die Aktivität eines Kometen festzustellen, so ist dessen Gesamthelligkeit noch immer die aussagekräftigste Größe. Zudem wird diese Größe schon seit einigen Jahrhunderten geschätzt, so daß man über diese die Aktivität periodischer

Kometen auch über einen längeren Zeitraum hinweg verfolgen kann. Parallel mit Helligkeitsschätzungen erhaltene Spektren erlauben so auch gewisse Aussagen über Kometen, für die keine Spektralbeobachtungen vorliegen. Dies bedeutet aber, daß die Helligkeitsschätzung von Kometen ein Gebiet der Himmelsbeobachtung ist, innerhalb dessen der Amateur mit relativ einfachen Mitteln einen kleinen Beitrag zur Forschung leisten kann.

Wie wird nun die Gesamthelligkeit eines Kometen geschätzt? Bei der Helligkeitsbestimmung eines jeden Himmelsobjektes ist man immer auf Vergleichsobjekte angewiesen. Die Vergleichsobjekte, die der Nachthimmel in Form von Sternen bietet, sind aber im Gegensatz zu Kometen punktförmige Helligkeitsquellen. Die Verwendung nicht-stellarer Objekte, wie z.B. Galaxien, wäre auf den ersten Blick ein Ausweg, kommt jedoch auf keinen Fall in Frage, da diese erstens meist eine andere interne Helligkeitsverteilung wie die Kometen besitzen und zweitens ihre Helligkeiten aufgrund meßtechnischer Schwierigkeiten bis heute mit größeren Fehlern behaftet sind. Letzteres Problem wird beim Vergleich der Angaben in verschiedenen Katalogen offensichtlich.

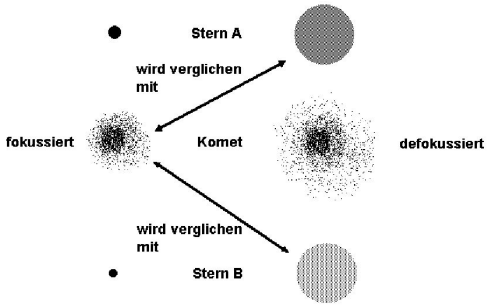


Abb. 3.5: Die Helligkeitsschätzung nach der Sidgwick-Methode

Aus diesen Gründen muß man sich beim Schätzen eines Kometen mit einem Trick behelfen: Es werden zwei Vergleichssterne benötigt, die dem Kometen so nah wie möglich stehen. Ein Vergleichsstern sollte erkennbar heller, der andere schwächer als der Komet sein. Die Helligkeitsdifferenz der beiden Vergleichssterne ist jedoch so klein wie möglich zu halten, und darf auf keinen Fall größer als etwa 1^{m} sein. Als nächstes prägt man sich den Durchmesser der Koma sowie deren Helligkeit ein. Dann wird das Bild bewußt unscharf gestellt. Der Fokus wird so lange verändert, bis die defokussierten Sternscheibchen den Durchmesser der fokussierten Koma erreicht haben. Nun wird die (Flächen-)Helligkeit der defokussierten Sternscheibchen mit dem eingeprägten Helligkeitseindruck des fokussierten Kometen verglichen (Abb. 3.5).

Hat man keine Vergleichssternhelligkeiten griffbereit, wird die Helligkeitsdifferenz zwischen

den beiden Vergleichssternen gedanklich in 10 Stufen unterteilt. Anschließend versucht man, den Kometen entsprechend seiner Helligkeit einzustufen. Liegt seine Helligkeit genau zwischen den Vergleichssternen, so wird z.B. "A5 Komet 5B" notiert. Ist die Helligkeit eher bei Stern A angesiedelt, dann kann man z.B. "A3 Komet 7B" schreiben; liegt sie eher bei Stern B, würde z.B. "A8 Komet 2B" gelten. Das Zahlenpaar repräsentiert letztlich die Helligkeitsschätzung. Diese Art der Helligkeitsschätzung wird *Sidgwick-Methode* genannt.

Bei der sogenannten *Bobrovnikoff-Methode* entfällt das Hin- und Herfokussieren. Bei dieser Methode wird so lange defokussiert, bis die Sternscheibchen den gleichen Durchmesser erreicht haben, wie der defokussierte Komet. Verglichen werden somit die (Flächen-)Helligkeiten der defokussierten Sternscheibchen mit der (Flächen)Helligkeit des defokussierten Kometen (Abb. 3.6).

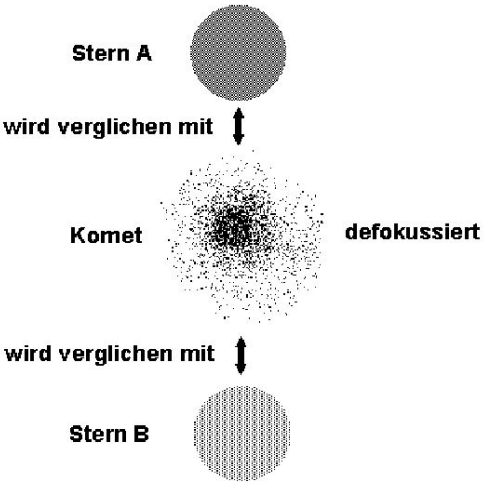


Abb. 3.6: Die Helligkeitsschätzung nach der Bobrovnikoff-Methode

Gerade bei diffusen Kometen ist die Bobrovnikoff-Methode jedoch ungenau, da hier die schwachen Randbereiche eines Kometen "wegfokussiert" und so die Sterne nicht auf den erforderlichen Komadurchmesser eingestellt werden. Daher ist – trotz der etwas umständlicheren Handhabung – die Sidgwick-Methode, besonders bei diffusen Kometen, vorzuziehen. Bei deutlich zur Mitte hin konzentrierten Kometen mit kleinem Komadurchmesser ist die Bobrovnikoff-Methode zur Sidgwick-Methode hingegen gleichwertig.

Zwischen den genannten Methoden ist die *Morris-Methode* angesiedelt. Bei dieser wird der Komet so weit defokussiert, bis er eine ziemlich einheitliche Helligkeitsverteilung aufweist. Der Helligkeitseindruck und die Größe der defokussierten Koma prägt man sich ein und genau bis zu diesem Durchmesser werden die Vergleichssterne im Anschluß daran defokussiert. Nun werden die (Flächen-

)Helligkeiten der Sterne mit dem eingeprägten Helligkeitseindruck des defokussierten Kometen verglichen.

Noch wenig erprobt ist die sogenannte *Keen-Methode*. Diese Art der Helligkeitsschätzung erfordert allerdings ein Instrument, das binokulares Beobachten ermöglicht (meistens werden dies Ferngläser sein). Hierbei vergleicht man das im einen Okular scharfgestellte Kometenbild mit den im anderen Okular defokussierten Scheibchen der Vergleichssterne. Es sollte bei dieser Methode immer das gleiche Auge verwendet werden, mit dem abwechselnd durch die beiden Okulare geschaut wird.

Daneben gibt es weitere Methoden, bezüglich derer aber auf den Anhang und das Literaturverzeichnis verwiesen werden muß. Wichtig bei allen Helligkeitsschätzungen, egal mit welcher Methode sie erhalten wurden, ist jedoch, daß die Schätzung mehrmals wiederholt wird, um die Genauigkeit der Helligkeitsangaben zu erhöhen.

Um die tatsächliche Helligkeit des Kometen zu erhalten, müssen schließlich aus einem Sternkatalog die Helligkeiten der Vergleichssterne ermittelt werden. Sind die Sterne A und B 7.0^{m} bzw. 7.7^{m} hell, wird die Helligkeitsdifferenz von 0.7^{m} den 10 Stufen während der Schätzung gleichgesetzt. Per Dreisatz erhält man aus den Beispielswerten des vorigen Absatzes die folgenden Helligkeiten (es wird auf 0.1^{m} gerundet, zwei oder mehr Nachkommastellen gaukeln hier eine Genauigkeit vor, die visuell nicht erreicht werden kann): 7.4^{m} (A5 Komet 5B), 7.2^{m} (A3 Komet 7B), 7.6^{m} (A8 Komet 2B). Stehen geeignete Vergleichssternhelligkeiten (z.B. aus dem AAVSO-Atlas) zur Verfügung, kann man sich den Umweg über die 10 Stufen und ihre Umrechnung ersparen und die Helligkeit direkt in Größenklassen schätzen.

Neben der erforderlichen Erfahrung in der Anwendung der genannten Methoden stellen die unterschiedlichen Helligkeitsangaben der Vergleichssterne in verschiedenen Atlanten bzw. Katalogen den größten Einflußfaktor für die Güte einer Helligkeitsschätzung dar. Bereits bei Sternen schwächer als 7^{m} sind Differenzen auch in modernen Quellen auszumachen. Je schwächer die Vergleichssterne werden, umso größer werden diese Differenzen, die bei 13^{m} auf über 1^{m} anwachsen können. Aus diesem Grund ist gerade bei schwächeren Kometen die Verwendung genauer Kataloge bzw. Atlanten von zentraler Bedeutung. Welche Quellen bevorzugt eingesetzt werden sollten, um eine für wissenschaftliche Zwecke ausreichende Genauigkeit bei der Helligkeitsschätzung zu erreichen, wird im Kapitel 4 behandelt.

Sofern der Komet Höhen unter 40° aufweist, kann es erforderlich sein, die Extinktion zu berücksichtigen. Aufgrund der Tatsache, daß alle Schätzmethoden zwei oder mehr Sterne zum Vergleich heranziehen, ist allerdings nicht die absolute, sondern stets die *differentielle Extinktion* von Bedeutung, d.h. die für die Schätzsterne und den Kometen geltenden Extinktionsdifferenzen (siehe Tabellen im Anhang C.2). Überschreiten die Differenzen einen Wert von 0.1^{m}, so muß eine Extinktionskorrektur angebracht werden.

Beispiel: ein Komet werde von einem 500 m hoch gelegenen Beobachtungsplatz aus an einem Sommerabend (vgl. Anhang C.2) in einer Höhe von 25° beobachtet und seine Helligkeit zu A7K3B bestimmt. Der Vergleichsstern A (Kataloghelligkeit 2.5^{m}) stehe in einer Höhe von 28°, der Stern B (Kataloghelligkeit 3.5^{m}) in einer Höhe von 12°. Ohne Berücksichtigung der Extinktion würde daraus eine Helligkeit des Kometen von $2.5^{\mathrm{m}} + 0.7 \cdot (3.5^{\mathrm{m}} - 2.5^{\mathrm{m}}) = 3.2^{\mathrm{m}}$ resultieren. Die Extinktion verändert aber die tatsächlich beobachtete Helligkeitsdifferenz der beiden Vergleichssterne. Aus diesem Grund muß zunächst die Extinktion angebracht werden, womit sich die Helligkeiten der beiden Vergleichssterne zu $\mathrm{A} = 2.5^{\mathrm{m}} + 0.56^{\mathrm{m}} = 3.06^{\mathrm{m}}$ bzw. $\mathrm{B} = 3.5^{\mathrm{m}} + 1.25^{\mathrm{m}} = 4.75^{\mathrm{m}}$ ergeben. Damit berechnet sich die extinktionsbehaftete Helligkeit des Kometen zu $2.5^{\mathrm{m}} + 0.7 \cdot (4.75^{\mathrm{m}} - 3.06^{\mathrm{m}}) = 3.68^{\mathrm{m}}$. Die extinktionsbereinigte Helligkeit der Koma ergibt sich dann zu $3.68^{\mathrm{m}} - 0.63^{\mathrm{m}} = 3.0^{\mathrm{m}}$. Die Tabellen zeigen, daß eine Extinktionskorrektur an einem bestimmten Standort umso wahrscheinlicher wird, je geringer die Höhe des Kometen ist, je größer die Höhendifferenzen zwischen dem Kometen und den Vergleichssternen sind und je schlechter es um die Durchsicht (ausgedrückt durch die Wasserdampfkonzentration) bestellt ist. Generell sollte versucht werden, Vergleichssterne in etwa der gleichen Höhe zu benutzen, die der Komet aufweist. Dies dürfte bei schwächeren Kometen fast immer möglich sein. Praktisch nicht zu umgehen ist eine Extinktionskorrektur aber bei hellen Kometen, die bereits tiefer stehen, da sich in diesen Fällen selten passende Vergleichssterne in gleichen Höhen finden lassen. Unterhalb von etwa 15° ist eine Extinktionskorrektur praktisch immer erforderlich. Bei sehr geringen Höhen wird die Sache noch dadurch erschwert, daß die Extinktion horizontnah zeitlich und örtlich deutlich schwankt.

Die Helligkeit der Koma ist nur eine Beobachtungsgröße, deren Bestimmung zu einer vollständigen Kometenbeobachtung gehört. Als weitere ist hier der **Durchmesser der Koma** zu nennen, der üblicherweise in Bogenminuten angegeben wird. Man kann ihn auf mehrere Arten ermitteln. Am einfachsten ist es, sich während der Beobachtung ein Sternpaar zu suchen, daß zusammen mit dem Kometen im Gesichtsfeld liegt. Bestimmt wird dann das Verhältnis des

Durchmessers der Koma zu dem Abstand beider Sterne. Über die nachträgliche Ermittlung des Abstands der beiden Sterne mit Hilfe eines Atlanten bzw. Katalogs kann auf diese Weise direkt auf die Größe der Koma in Bogenminuten geschlossen werden. Die mit dieser Methode erreichbare Genauigkeit ist überraschend gut und kann durch die Verwendung von mehr als einem Sternpaar noch gesteigert werden.

Wer eine höhere Genauigkeit anstrebt, der benötigt zusätzlich eine Stoppuhr und ein Fadenkreuzokular mit regelbarer Beleuchtung. Zur Durchmesserbestimmung positioniert man den Kometen zunächst an die östliche Gesichtsfeldbegrenzung. Dann läßt man den Kometen bei ausgeschalteter Nachführung nach Westen durchs Gesichtsfeld wandern und stoppt die Zeit, die die Koma für die Überquerung des Fadens benötigt. Um den Durchmesser D in Bogenminuten zu erhalten, wird die gestoppte Zeit t (in Sekunden) in die nachfolgende Beziehung eingesetzt:

$$D = 15 \cdot \frac{t}{60} \cos \delta \tag{3.1}$$

Dabei ist δ die Deklination des Kometenkopfes, die man der Ephemeride entnimmt oder (hinreichend genau) aus einem Atlas schätzt. Wenngleich diese Methode rechnerisch genauer ist, bedeutet dies dennoch nicht, daß sie tatsächlich ein genaueres Ergebnis liefert. Schwierigkeiten entstehen bei dieser Methode dadurch, daß die Koma meist keine deutliche Begrenzung besitzt und auch ein noch so schwach beleuchteter Faden das Auge bei der Bestimmung der Komadimension stört, was in Experimenten in systematisch zu kleinen Durchmessern erkennbar wird. Eine gewisse Abhilfe kann erreicht werden, indem bei ausgeschalteter Fadenkreuzbeleuchtung ein Stern im Gesichtsfeld so lange defokussiert wird, bis er den Winkeldurchmesser der Koma erreicht. Anschließend wird der Durchmesser des Sternscheibchens wie oben ausgeführt ermittelt und über diesen Umweg der Komadurchmesser bestimmt.

Ähnlich wie die Schätzung des Komadurchmessers funktioniert die Bestimmung der **Schweiflänge** – sofern der Komet einen solchen aufweist. Da der Schweif aber in der Regel noch diffuser als die Koma ist und einem nur selten den Gefallen tut, exakt in Ost-West-Richtung orientiert zu sein, läßt sich hier die Stoppuhrmethode nicht anwenden. Es lassen sich aber stets zwei Sterne finden, deren Abstand ins Verhältnis zur Länge des Schweifs gesetzt werden kann. Bei Schweifenlängen über 10° darf der Abstand allerdings nicht mehr direkt aus einer Karte entnommen werden, sondern muß mit Hilfe von Formeln aus der spärischen Trigonometrie bestimmt werden. Mit der bestimmten Position des Schweifendpunktes (α_2, δ_2) und der aus einer Ephemeride

entnommenen Position des Kometenkopfes (α_1, δ_1) ergibt sich die Schweiflänge S dann gemäß der folgenden Formel:

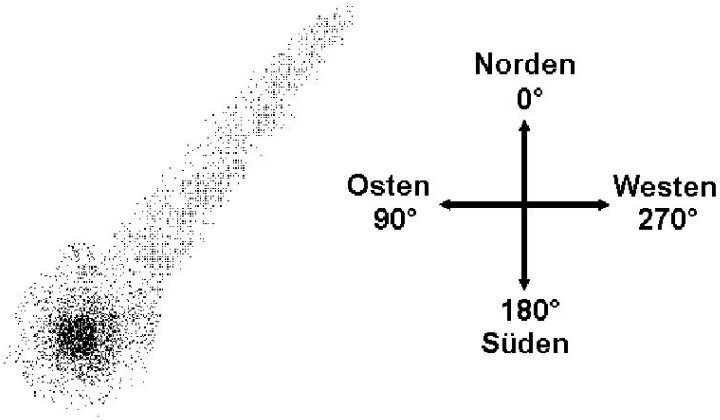
$$\cos(S) = \sin(\delta_1)\sin(\delta_2) + \cos(\delta_1)\cos(\delta_2)\cos(\alpha_1 - \alpha_2) \tag{3.2}$$

Besitzt der Komet sowohl einen Gas- als auch einen Staubschweif, so sind die Längen beider Schweife zu bestimmen. Das gleiche gilt für das seltene Auftreten eines Gegenschweifs.

Problematischer wird die Längenbestimmung, sofern der Schweif gekrümmt ist – bei Staubschweifen kein außergewöhnlicher Anblick. In diesem Fall sollte die Schweiflänge nicht über den Schweifendpunkt nach der obigen Formel ermittelt werden, sondern durch Zerlegung des gesamten Schweifs in mehrere lineare Abschnitte, deren Länge über die jeweiligen Anfangs- und Endpunkte ermittelt werden kann. Kritisch sind schließlich sehr lange, lineare Schweife, wie beim Kometen C/1996 B2 (Hyakutake), neigt das Auge bei solchen Gebilden (insbesondere wenn sie nur knapp über der Erkennungsgrenze liegen) doch dazu, diese über den eigentlichen Endpunkt hinaus zu verlängern oder stellt scheinbare Verbindungen zu anderen, in der Verlängerung liegenden Objekten (wie z.B. Sternassoziationen) her. In solchen Fällen ist die eigene Wahrnehmung sehr kritisch zu prüfen, z.B. indem die helleren Schweifpartien durch einen Karton abgedeckt werden.

Zusätzlich zur Länge eines Schweifs ist stets seine Orientierung, der **Positionswinkel** zu bestimmen. Dieser ist definiert als der Winkel, den der Schweif in Bezug auf die Nordrichtung aufweist. Gezählt wird von Norden (0°) über Osten (90°), Süden (180°) und Westen (270°) (Abb. 3.7). Um häufig vorkommende Fehler zu vermeiden, ist es daher wichtig, sich Klarheit über die Nordrichtung zu verschaffen – ganz besonders sofern der Komet im Norden steht! Hierbei hat es sich bewährt, den beobachteten Schweif in eine Sternkarte einzuzeichnen und den Positionswinkel mit einem Geodreieck auszumessen. Der Positionswinkel wird zumindest auf 5° Grad genau bestimmt, eine Genauigkeit von 2° ist anzustreben. Auch bei dieser Größe gilt, daß beim Vorhandensein mehrerer Schweife der Positionswinkel eines jeden Schweifs zu bestimmen ist. Zur Unterscheidung sollten die Angaben in diesem Fall mit der Kennzeichnung I für einen Gas-, II für einen Staub- und A für einen Gegenschweif versehen werden. Im Fall eines gekrümmten Schweifs ist der Positionswinkel definiert als der Winkel, unter dem der Schweif den Kometenkopf verläßt. Eine weitere Größe, die bei der Beobachtung bestimmt wird, ist der sogenannte **Kondensationsgrad** (engl. degree of condensation, Abk. **DC**), eine relativ

Abb. 3.7: Zur Definition des Positionswinkels eines Kometenschweifs: Er beträgt im dargestellten Fall 320°



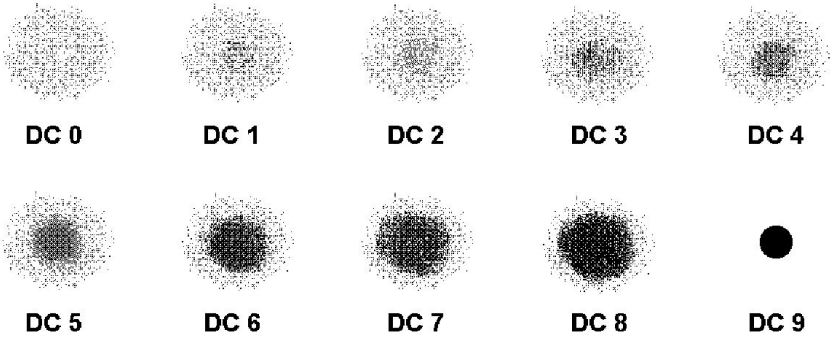


Abb. 3.8: Der Kondensationsgrad der Koma (kurz: DC).

subjektive Größe, mit der versucht wird, die Helligkeitsverteilung innerhalb der Kometenkoma wiederzugeben. Der *DC-Wert* kann daher als eine Kurzbeschreibung des Erscheinungsbildes des Kometenkopfes angesehen werden. Die Skala für die Angabe des Kondensationsgrads reicht von 0 (sehr diffuse Koma ohne die geringste Helligkeitszunahme zum Zentrum hin) bis 9 (Koma sternförmig), wobei Zwischenwerte (DC 5-6) erlaubt sind (Abb. 3.8). Besitzt die Koma darüberhinaus einen deutlich abgegrenzten Zentralbereich (einen sogenannten false nucleus

oder Pseudokern), so wird dem DC-Wert noch ein Kennbuchstabe mit einer der folgenden Bedeutungen vorangestellt: s = sternförmiger false nucleus, S = dominierender sternförmiger false nucleus, d = scheibchenförmiger Zentralbereich, D = dominierender scheibchenförmiger Zentralbereich.

Die Angabe s3-4 bedeutet somit, daß die Koma zur Mitte hin mäßig kondensiert ist und einen nicht besonders auffallenden sternförmigen false nucleus besitzt. Neben der recht subjektiven Zuordnung wird die Vergleichbarkeit von DC-Schätzungen noch dadurch erschwert, daß sie Faktoren wie Öffnung, Vergrößerung, Durchsicht, Streulicht und bei sehr schwachen Kometen auch dem Seeing unterworfen sind.

Für die Ermittlung von Helligkeit, Komadurchmesser und Schweiflänge bzw. -orientierung sollte man sich als Beobachter einem wichtigen Grundsatz verpflichtet fühlen: Man beschäftige sich nicht allzu sehr mit Prognosen und Aussagen anderer Beobachter. Im Moment des Beobachtens am Fernrohr zählt einzig und allein, was man selber sieht. Selbstvertrauen und Ehrlichkeit gegenüber sich und seinen Ergebnissen, die einmal veröffentlicht werden könnten, sollte ein wichtiger Grundsatz sein.

3.5.2 Die Beobachtungsaufzeichnungen

Die ermittelten Werte der unterschiedlichen Beobachtungsgrößen sollte man an die entsprechenden Adressen zur Auswertung und Veröffentlichung weiterleiten. Dazu müssen einige Regeln beachtet werden. Empfohlen wird die Verwendung von Formblättern; andernfalls sollten die

Tab. 3.2: Visuelle Kometenbeobachtungen gemäß dem VdS-Schema (Beispiel)

Komet C/1996 N1 (Brewington), Beobachter: Karl Muster, 12345 Sternhausen

Datum (UT)	MM	Hell.	Ref.	Instr.	1/f	V	Koma	DC	Schweif	PW	FST	Beob.
96.07.11.993	S	7.3	AA	20.3 T	10	85	5.5	4	0.5	100	5.7	Schulz
96.07.12.012	S	7.5	S	14.0 S	6	28	7.0	5	0.7	100	5.7	Maier
96.07.14.835	S	7.4	AC	8.0 B	-	11	10	5	0.8	85	5.0	Müller

Beobachtungen tabellarisch zumindest nach den ”Formvorschriften” der entsprechenden Organisation aufgelistet sein. Bis auf kleine Unterschiede stimmen die Regeln der VdS-Fachgruppe Kometen mit denen anderer Organisationen überein (s. Tab. 3.2 und Anhang F). Die erste der

erforderlichen Angaben ist der *Zeitpunkt der Beobachtung*. Wie eigentlich bei allen astronomischen Beobachtungen wird auch bei der Kometenbeobachtung Weltzeit (UT) verwendet. Man erhält diese, indem man von der Mitteleuropäischen Zeit (MEZ) eine Stunde abzieht (bei MESZ – 2 Stunden). Da die Angabe einer Uhrzeit bei sich über Wochen oder Monate erstreckenden Beobachtungsreihen unpraktisch ist, wird diese stets in dezimale Tagesbruchteile umgerechnet (siehe Anhang C.1). Aus dem 12. März 1998, 0:50 MEZ wird dann 1998 März 11.993 UT. Die für Tabellen praktische Kurzschreibweise liest sich: 98.03.11.993.

In der nächsten Spalte wird die verwendete *Methode der Helligkeitsschätzung* angezeigt. Für die behandelten Methoden gelten die Kürzel: S = Sidgwick, B = Bobrovnikoff, M = Morris, K = Keen (siehe auch Anhang E). Dann folgt die Angabe der *Helligkeit* in Größenklassen. Ist der Komet nur mit Mühe erkennbar oder ist man bei der Schätzung aus anderen Gründen unsicher, so sollte ein Doppelpunkt angehängt werden. Die Spalte "Ref." enthält die Angabe über die verwendete *Vergleichssternsequenz*: Im Anhang E sind alle halbwegs erreichbaren Quellen aufgelistet.

In den folgenden Spalten werden *Angaben über das verwendete Instrument* erwartet: der Objektivdurchmesser (man hat sich hier auf cm geeinigt), der Typ, das Öffnungsverhältnis sowie die verwendete Vergrößerung. Für den Instrumententyp werden wiederum Kürzel verwendet, die im Anhang E aufgeführt sind.

Die weiteren Spalten bedürfen keiner Erläuterung. Es handelt sich um *Komadurchmesser* (in Bogenminuten), *Kondensationsgrad* (DC), *Schweiflänge* (in Grad), *Positionswinkel* (in Grad) sowie schließlich die Angabe des schwächsten in der Nähe des Kometen noch mit bloßem Auge sichtbaren Sterns (*faintest star, Abk. FST*). Sofern eine dieser Größen nur mit einer gewissen Ungenauigkeit geschätzt werden konnte, sollte ihr wiederum ein Doppelpunkt hinzugefügt werden. Sehr wichtig ist auch, jede Größe nur mit der tatsächlich geschätzten Genauigkeit anzugeben. Es macht keinen Sinn, z.B. für den Komadurchmesser 10.0 (Bogenminuten) anzugeben, obwohl man diesen nur auf 1 Bogenminute genau bestimmt hat; richtig wäre in diesem Fall die Angabe 10.

Man sollte sich nicht scheuen, diese "nackten" Zahlen noch mit weiteren Bemerkungen bezüglich des Erscheinungsbildes des Kometen zu versehen. Das kann sich auf die Form der Koma (z.B. rund, elliptisch oder tropfenförmig) oder des Schweifes beziehen. Wichtig sind auch Hinweise auf einen oder mehrere helle Sterne in der Nähe des Kometen, Mondlicht, Wolken oder andere

Faktoren, die Einfluß auf die Beobachtung nehmen können (siehe Anhang E). Der so entstandene Bericht sollte anschließend einmal monatlich (am besten um die Vollmondzeit) an die VdS-Fachgruppe Kometen geschickt werden.

3.5.3 Kernnahe Strukturen

Wer tiefer in die visuelle Kometenbeobachtung einsteigen will, dem bietet sich die Möglichkeit der Untersuchung kernnaher Erscheinungen, primär der sogenannten Jets, bei denen es sich um Staubfontänen handelt, die von der Oberfläche des Kometenkerns ausgehen (Abb. 3.9).

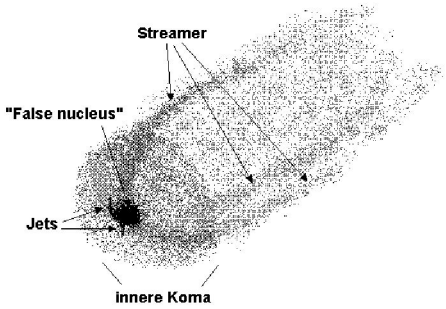


Abb. 3.9: Schematische Darstellung der inneren Kometenkoma

Je nach der Nähe eines Kometen zur Erde und zur Sonne sind diese Strukturen aber in der Regel nur einige Bogensekunden lang, kaum über eine Bogenminute. Weiter ausgedehnte Erscheinungen werden zwar manchmal auch als Jets bezeichnet, meist handelt es sich hierbei aber um sogenannte Streamer, die Bestandteil des Plasmaschweifs sind. Im Gegensatz zu den relativ scharf definierten Jets sind Streamer eher diffus. Den eigentlichen Kometenkern wird man nie direkt zu Gesicht bekommen, denn er ist nur einige Kilometer groß. Häufig kommt es vor, daß man einen Kern zu sehen glaubt. Es handelt sich hier aber um einen hellen ”Staubkokon” von einigen 100-1000 km Durchmesser, der den tatsächlichen Kern umgibt. Dieses Phänomen nennt man auch ”false nucleus”.

Nur mit dem Sichten dieser Details sollte sich der engagierte Beobachter jedoch nicht zufrieden geben. Zur besseren Dokumentation empfiehlt es sich, Zeichnungen anzufertigen. Hierbei macht man sich einen Nebeneffekt zunütze, der Planetenbeobachtern vertraut ist: Beim Zeichnen eines Objektes widmet man diesem mehr Aufmerksamkeit als beim bloßen Hinsehen. Dadurch werden nach und nach auch kleinere bzw. schwächere Details sichtbar.

Das Zeichnen von Kometenschweifen und Komastrukturen ist mit dem Aufkommen der Himmelsphotographie in den Hintergrund getreten. Die Astrophotographie bietet heute her-

vorragende Möglichkeiten, Kometenerscheinungen zu dokumentieren, so daß das Zeichnen großflächiger Phänomene zu Recht aufgegeben wurde. Der große Nachteil des Zeichnens liegt in der relativen Unempfindlichkeit des menschlichen Auges und in der subjektiven Wiedergabe von Position und Größe einzelner Details.

Dem visuellen Kometenbeobachter eröffnet sich dennoch ein interessantes Betätigungsfeld bei der Verfolgung von Vorgängen der inneren Koma. Hier ist der Einsatz der Photographie nur bedingt erfolgreich gewesen, denn bei Langzeitaufnahmen gehen die feinen Details kontrast- und seeingbedingt meist unter, während das menschliche Auge seine Fähigkeit, große Helligkeitsunterschiede zu erfassen, voll ausspielen kann.

Beim Zeichnen bieten sich grundsätzlich zwei Varianten an: Die positive Kreidezeichnung auf schwerem Photokarton und die negative Bleistift- bzw. Tuschewiedergabe auf weißem Papier. Die erstgenannte Möglichkeit bietet zwar eine reizvolle Wiedergabe, jedoch ist es nur geübten Zeichnern möglich, hier wirklichkeitsgetreue Ergebnisse zu erzielen. Für die meisten Beobachter wird daher die Bleistiftzeichnung oder das Punkt-Raster-Verfahren eher in Frage kommen.

Für die Bleistiftzeichnung sind ein Skizzenblock und/oder ein Klemmbrett, ein weicher Radiergummi, ein Bleistift der Stärke HB sowie ein Bleistiftspitzer die wesentlichen Utensilien. Am Okular des Fernrohres studiere man die feinen Details der inneren Koma bei möglichst hohen Vergrößerungen (150× bis 300×). Wichtig ist hierbei einmal mehr, daß das Auge bestens an die Dunkelheit adaptiert und störende Lichtquellen ausgeschaltet werden. Vor dem Skizzieren ist es angebracht, zunächst für eine Weile den visuellen Eindruck auf sich wirken zu lassen. Indirektes Sehen ist hier sehr hilfreich beim Erfassen schwacher und feiner Strukturen. Beim Zeichnen achte man besonders auf die Dimension und Orientierung der wahrgenommenen Details; als Hilfe bieten sich hierbei die Feldsterne an, die man unbedingt vor dem Kometen zeichnen sollte. Für die Wiedergabe feiner Schattierungen kann der Radiergummi leicht angefeuchtet und vorsichtig über die gezeichneten Linien bewegt werden. Dadurch lassen sich auch feine Kontrastunterschiede herausarbeiten (Abb. 3.10).

Beim Punkt-Raster-Verfahren (Abb. 3.11) wird, stets erst nach einer Beobachtung, die Helligkeitsverteilung innerhalb eines Kometen dadurch wiedergegeben, daß Punkte mit einem schwarzen Stift (am besten Tusche) in unterschiedlicher Dichte gesetzt werden. Das Verfahren ist zwar zeitaufwendig und zunächst etwas gewöhnungsbedürftig, hat aber den

großen Vorteil, daß die Zeichnung stets mit sehr guter Qualität reproduziert werden kann.

Wie bei allen Beobachtungen, die man einmal auswerten möchte, so muß man auch eine Kometenzeichnung mit den wichtigsten Beobachtungsdaten versehen. Dazu gehören Datum, Teleskop, Vergrößerung, Gesichtsfelddurchmesser, Orientierung der Himmelsrichtungen, Faintest Star und (eventuell) verwendetes Filter. Außerdem sollte man sich Notizen machen, in denen Orientierung, Größe und Erscheinungsbild von Einzelstrukturen festgehalten werden. Um diesen Teil der Arbeit zu vereinfachen, ist von der VdS-Fachgruppe Kometen eine Zeichenschablone entworfen worden (siehe Anhang F).

Abschließend noch ein Tip zum Üben: Sollte der interessierte Beobachter gerade keinen Kometen zur Verfügung haben, so kann das Zeichnen auch an Deep-Sky-Objekten trainiert werden. Hierbei bietet sich die Möglichkeit, die eigenen Ergebnisse mit langbrennweitigen Photographien zu vergleichen, so daß die Fähigkeit, schwache und zugleich feine Strukturen wahrnehmen zu können, überprüft werden kann. Vor allem Spiralgalaxien mit H II-Regionen oder strukturierte Planetarische Nebel bieten sich als Testobjekte an.

3.6 Die visuelle Suche nach Kometen

Kometen werden auch heutzutage nicht selten von Amateuren entdeckt. Eher die Ausnahme ist hierbei die zufällige Entdeckung, die meist dann erfolgt, wenn der Komet beliebte Deep-Sky-Objekte passiert. Auf diese Weise wurde z.B. der Komet Bally-Clayton (1968d) nahe des Ringnebels, C/1995 O1 (Hale-Bopp) nahe M 70 und C/1996 B1 (Szczepanski) nahe M 101 entdeckt. Doch die überwiegende Mehrzahl der von Amateuren entdeckten Kometen wird durch systematische Suchprogramme einer kleinen Zahl geduldiger und ausdauernder Kometenjäger in aller Welt gefunden. Der Anreiz für die nicht zu verachtende Anstrengung ist die internationale Übereinkunft, einen neuentdeckten Kometen nach seinem Entdecker zu benennen.

Bei der Kometensuche hat sich die nachfolgende Methode bewährt: Die Durchmusterung des Himmels beginnt bald nach Sonnenuntergang im Westen, knapp oberhalb des Horizonts. In einer Reihe horizontaler Himmelsschwenks wird das Instrument jeweils um einen gewissen Azimutwinkel (ca. $30-45^\circ$) hin und her bewegt. Nach jedem Schwenk wird das Instrument um

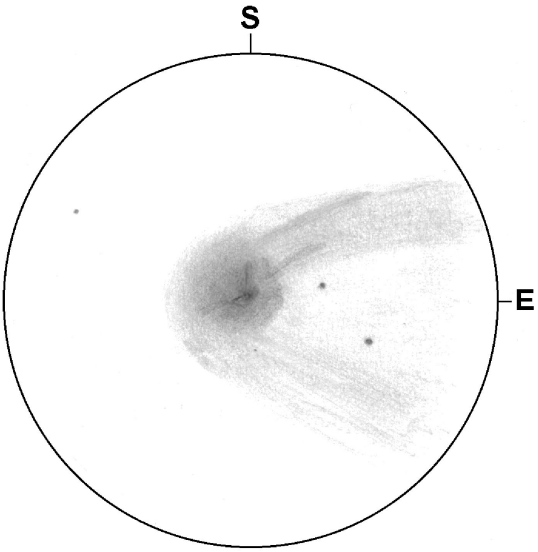


Abb. 3.10: Zeichnung des Kometen Bradfield (1987s = 1987 XXIX). Datum (UT): 1987-12-23.75, Teleskop: C14 (Benzenberg-Sternwarte in Düsseldorf), Vergrößerung: 325×, Gesichtsfeld: 7′, Faintest Star (bloßes Auge/Teleskop): 5.8/15.0: mag, Seeing: 2. Bemerkungen: auffällige scheibenförmige Kondensation (Durchm. ca. 5″), Koma auf der der Sonne zugewandten Seite heller, Schweifansatz auf der Südseite heller als auf der Nordseite, sehr schwache und diffuse Streamer im Schweif, mögliche Jets bei PW 180° und PW 300°. Beobachter: Stefan Korth

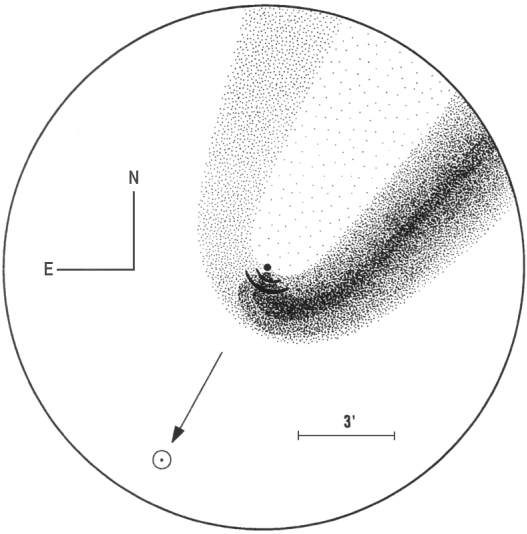


Abb. 3.11: Zeichnung des Kometen C/1995 O1 (Hale-Bopp) nach dem Punkt-Raster-Verfahren. Angefertigt am 3.3.1997, 4:40 UT. Instrument: 25cm-Newton f/6, 75x. Bemerkungen: Der kernnahe Bereich wird dominiert von einer riesigen Fontäne, die aus der sternförmigen Kondensation bei PW=195° entströmt und in den westlichen, deutlich helleren Ast des Schweifs fließt. Nahe des Kerns befinden sich zwei helle Enveloppen. Beobachter: Heinz Kerner

ein dreiviertel Gesichtsfeld nach oben verschoben. Auf diese Weise wird der Westhimmel bis in Höhen um 40° durchmustert. Die Suche am Morgenhimmel beginnt vor Dämmerungsbeginn halbhoch über dem Osthorizont. Über zahlreiche horizontale Schwenks arbeitet man sich Richtung Horizont abwärts. Der letzte Schwenk sollte in der Dämmerung nahe des Horizonts abgeschlossen sein. Insgesamt sollte man versuchen, ein Himmelsareal mit einem Azimut von etwa 90° um den Sonnenauf- bzw. -untergangspunkt jeden Monat einmal zu durchmustern. Nicht empfehlenswert ist eine Suche in einem großen Areal um den aktuellen Oppositionspunkt, da dieser Bereich von zahlreichen professionellen Instrumenten überwacht wird und zudem die in diesem Bereich auftauchenden Kometen eher noch weit von der Sonne entfernt und damit entsprechend schwach sind.

Die Bewegung des Mondes spielt bei der Festlegung des Suchareals ebenfalls eine wichtige Rolle. Steht er am Himmel, so verspricht die Kometensuche wenig Aussicht auf Erfolg. Interessant ist hingegen das Gebiet, in welchem der Mond 1-3 Tage zuvor stand, konnte dieses Areal doch etwa eine Woche lang nicht abgesucht werden.

Die Geschwindigkeit, mit der die Schwenks durchgeführt werden sollten, ist abhängig von der Instrumentenöffnung, dem Gesichtsfeld, sowie von persönlichen Faktoren. Um eine optimale Suchgeschwindigkeit zu finden, sollte man zunächst alle einem während der Suche aufgefallenen Deep-Sky-Objekte notieren und ihre Helligkeiten mit der persönlich festgelegten Grenzhelligkeit für eine Entdeckung vergleichen. Letztlich muß ein Kompromiß gefunden werden zwischen der Grenzhelligkeit und dem mit der hierfür erforderlichen Geschwindigkeit absuchbaren Himmelsareal.

Was das geeignete Instrument angeht, so ist festzuhalten, daß Fernrohre jeden Typs bereits erfolgreich waren, vom kleinen Feldstecher bis zum großen Newton. Generell ist es aber wichtig, daß man ein großes Gesichtsfeld mit der gewünschten Grenzgröße überblicken kann. Kometen der 10.-11. Größe sollte man mit dem Gerät nicht nur sehen können, wenn man explizit nach ihnen sucht, sondern auch beim Vorbeischwenken bemerken. Kleine Feldstecher sind daher eher chancenlos, obwohl es Ausnahmen gibt, wenn relativ helle Kometen plötzlich auftauchen. So entdeckte der Engländer Georg Alcock den erdnahen Kometen IRAS-Araki-Alcock mit einem Feldstecher, und zwar durch eine geschlossene Fensterscheibe hindurch.

Das Fernrohr sollte horizontale Schwenks unterstützen, weshalb eine azimutale Montierung einer parallaktischen vorzuziehen ist. Ferner ist darauf zu achten, daß man bequem, am besten im Sit-

zen, längere Zeit beobachten kann. L. Peltier, er entdeckte von 1925-1954 zwölf Kometen, baute sich sogar eine ganz besondere Hütte. Er selbst saß in einem bequemen Sessel und schaute durch einen 15 cm f/5 Refraktor. Die ganze Hütte samt Fernrohr und Peltier ließ sich mit einem Lenkrad drehen, und das Gerät selbst ließ sich vertikal leicht bewegen.

Wichtig ist zudem ein möglichst dunkler Beobachtungsplatz mit einer großen Zahl klarer Nächte pro Jahr; Bedingungen, die in Deutschland nur selten erfüllt sind. Deutsche Amateure haben hierzulande denn auch in den letzten Jahrzehnten keine Entdeckung verbuchen können. Ein engagierter Beobachter, der Zeit in diese Beschäftigung stecken kann und will, sollte aber dennoch Erfolge vorweisen können, wie Entdeckungen von Alcock und Panther aus England zeigen, wo das Wetter kaum besser ist als bei uns. Die Entdeckung eines Kometen erfordert im Durchschnitt um die 600 Stunden intensiver Suche. Aber es gibt auch Glückspilze. So fand Mark A. Whitaker, ein 16-jähriger Schüler, bereits in der dritten Nacht den Kometen 1968b mit einem 10 cm Kaufhaus-Newton, allerdings ist ein solcher Erfolg sehr untypisch.

Hat man ein verdächtiges, nebliges Objekt entdeckt, so sollte man versuchen, eine Bewegung vor dem Sternhintergrund erkennen zu können. Richtung und Betrag dieser Bewegung sind zusammen mit der Position und Uhrzeit der Entdeckung weiterzumelden. Im anderen Fall müssen selbstverständlich zuvor zahlreiche Kataloge bzw. Atlanten studiert werden, um ein bereits bekanntes nicht-stellares Objekt ausschließen zu können. Tatsächlich ist es für alle Kometenjäger fast unabdingbar, sich im Bereich der Nebelobjekte hervorragend auszukennen. Charles Messier hat gegen 1780 seinen berühmten Katalog allein deshalb aufgestellt, weil er eine Referenzliste bekannter und von ihm entdeckter entsprechender Objekte brauchte. Er war nämlich ein leidenschaftlicher Kometenjäger, man nannte ihn das "Kometenfrettchen".

Das 'Kometenfrettchen' der Gegenwart ist ohne Zweifel William Bradfield aus Australien. Er benutzt einen azimutal aufgestellten 15cm f/5 Refraktor (Rosenthal 1988). Damit hat er bislang (1996) 17 Kometen entdeckt. Erst in den letzten Jahren hat ihn das Ehepaar Shoemaker auf dem Mount Palomar übertrumpft. Dennoch bleibt Bradfield der erfolgreichste visuelle Kometenentdecker in diesem Jahrhundert. Er hat es allerdings insofern einfacher, als er den weniger intensiv abgesuchten Südhimmel durchforsten kann.

Dieser Vorteil kam in den 60er Jahren übrigens auch dem in Mainz ansässigen Amateur F.W. Gerber zugute, der zwei Kometen von Südamerika aus entdeckte. Er fand sie in kleinen Feldstechern

(8×20 und 12×60), und seine Sternkarte stammte aus einem Schulatlas! Seiner Meinung nach hätte er noch mehr Kometen entdecken können, hätte er damals nur bessere Identifikationsmittel besessen. Sein Beobachtungsbuch enthält auf jeden Fall mehrere Objekte, die weder bekannten Deep-Sky-Objekten noch damals sichtbaren Kometen zugeordnet werden können.

In Amerika war in den letzten Jahren David Levy mehrfach erfolgreich, meist mit größeren Newton-Spiegeln. Ähnlich erfolgreich war Don Machholz, der in letzter Zeit mit einem selbstgebauten 13 cm Doppelglas arbeitet.

Hat man einen Kometen entdeckt, sollte man ihn den entsprechenden Stellen melden. Zuvor seien aber einige Dinge dringend angeraten:

- Ganz ruhig und sachlich bleiben! Es soll Leute gegeben haben, die nach einer Kometenentdeckung nicht mehr wußten, was sie wann wo und womit gesehen haben.
- Sichergehen, daß es wirklich ein Komet ist: Bewegung? Keine Galaxie o.ä. an der Position? Bei Photos: Existieren mehrere Photos, die den Kometen zeigen (Negativfehler, Reflex)?
- Sichergehen, daß es ein neuer Komet ist, z.B. indem man Leute anruft, die gewöhnlich gut informiert sind. Die VdS-Fachgruppe Kometen wird bei der Einschätzung einer solchen Beobachtung bzw. bei der Weiterleitung einer Meldung behilflich sein.

3.7 Schlußwort

Der Zeitaufwand für die eigentliche Kometenbeobachtung – sieht man einmal von der Suche nach neuen Kometen ab – ist gering im Vergleich zum Aufwand, der für die Vorbereitung der Beobachtung sowie die Aufbereitung der Beobachtungsdaten erforderlich ist. Dieser Aufwand ist aber nötig, damit die Beobachtung besser gelingt und die ermittelten Werte mit den Ergebnissen anderer Beobachter verglichen werden können. Wer dies bedenkt, der kann mit der Kometenbeobachtung in ein sinnvolles und interessantes Feld der Amateurastronomie vorstoßen, das durch das oftmals überraschende Verhalten der zu untersuchenden Objekte zusätzlich an Spannung gewinnt.

Literaturverzeichnis

[1] Clark, R.N. (1990): *Visual Astronomy Of The Deep Sky*. Cambridge University Press, Cambridge (England) & Sky Publishing Corporation, Cambridge, USA, 8f.

[2] Edberg, S.J. (1983): *International Halley Watch Amateur Observers' Manual for Scientific Comet Studies*. NASA-JPL Pub. 83–16. Pasadena, USA.

[3] Edberg, S.J. & Levy, D.H. (1985): *Observe Comets. The Association of Lunar and Planetary Observers' Guide to Cometary Studies*. Astronomical League, Washington, D.C., USA.

[4] Loewenfeld, I.E. (1987): *Night Vision*. National Academic Press, Washington, USA.

[5] Rosenthal, D.A.: The Comet Champion. *Sky and Telescope* 75, 597ff.

[6] Schaefer, B.E. (1989): *Sky and Telescope* 78, 522–525.

4 Die wichtigsten Sternkataloge für den Kometenbeobachter

A. Kammerer & M. Möller

4.1 Allgemeines zu Sternhelligkeiten

Vier Faktoren beeinflussen primär die Güte einer Helligkeitsschätzung bei einem Kometen: die Beobachtungsbedingungen, der Grad der Erfahrung in der Anwendung international definierter Methoden, die benutzte Quelle für die Vergleichssternhelligkeiten und der DC-Wert. Den DC-Wert kann man in geringem Maße durch eine geeignete Schätzmethode berücksichtigen (Kapitel 3). Die Beobachtungsbedingungen können nur bedingt – durch die Wahl eines geeigneten Standorts – beeinflusst werden. Die international definierten Methoden zur Helligkeitsschätzung wurden im vorangegangenen Kapitel vorgestellt; durch regelmäßige Anwendung hat es jeder Beobachter diesbezüglich selbst in der Hand, den Grad seiner Erfahrung zu steigern. Bleibt der dritte Faktor, die Wahl eines geeigneten Katalogs bzw. Atlanten für die Vergleichssternhelligkeiten. Diesem Faktor wird vielfach eine zu geringe Bedeutung beigemessen, obwohl sich die Helligkeitsangaben für einen bestimmten Stern in verschiedenen Katalogen teilweise deutlich unterscheiden. Durch die Verwendung eines geeigneten Sternkatalogs kann die Güte einer Helligkeitsschätzung daher erkennbar gesteigert werden.

Sind die Differenzen in den Angaben verschiedener Kataloge/Atlanten bei Sternen heller als etwa 7^m meist noch vernachlässigbar, so wachsen sie zu schwächeren Sternen hin im allgemeinen rasch an. So stellte einer der beiden Autoren bei der Schätzung des etwa 9.5^m hellen Kometen 9P/Tempel 1 im Frühjahr 1994 bei einem Vergleichsstern eine Differenz von 0.8^m zwischen den Angaben des SAO-Katalogs und des Guide Star Catalogue fest! Wenn auch eine solch große Differenz bei einem relativ hellen Stern eher die Ausnahme ist, so übersteigen die Differenzen in den Angaben verschiedener Sternkataloge zu schwächeren Helligkeiten hin

doch immer häufiger die Genauigkeit von Helligkeitsschätzungen und liegen bei 13^m bereits in der Größenordnung von 1^m. Um daher für eine bestimmte Situation den geeignetsten Atlas bzw. Katalog auswählen zu können, sollen nachfolgend die verbreitetsten bzw. wichtigsten Quellen für Sternhelligkeiten behandelt werden. Dabei wurde für jede Quelle ein international einheitliches Kürzel, der sogenannte Ref-Schlüssel (siehe Anhang E) definiert, der jeweils angegeben ist.

Noch einmal wiederholt werden muß hier, daß sich ein Helligkeitsvergleich zwischen Kometen und nichtstellaren Objekten auf den ersten Blick zwar anbietet, aber strikt verboten ist. Erstens weil die Helligkeitsangaben für nichtstellare Objekte in verschiedenen Katalogen teilweise stark differieren, zweitens, weil sich die Morphologie der Kometen so gut wie nie mit jener der nichtstellaren Objekte deckt.

Bei sehr hellen Kometen kann es vorkommen, daß zeitweise Planetenhelligkeiten herangezogen werden müssen. Diese können all den Jahrbüchern (Ref-Schlüssel = AE) entnommen werden, die das neue IAU-Helligkeitssystem verwenden, wie z.B. Das Himmelsjahr, Ahnerts Kalender für Sternfreunde oder der Astronomical Almanac. Das Helligkeitssystem basiert allerdings auf photovisuellen Helligkeiten.

In diesem Zusammenhang ist die Unterscheidung zwischen visuellen, photovisuellen und photographischen Helligkeiten wesentlich. Die *visuellen Helligkeiten* (Kürzel m_v) geben den tatsächlichen Eindruck eines Beobachters optimal wieder, liegt ihnen doch die Kurve der spektralen Empfindlichkeit des menschlichen Auges zugrunde, mit einem Maximum bei 515 nm. Leider wurden bislang nur die visuellen Helligkeiten der hellen Sterne umfassend und genau bestimmt. Für schwächere Sterne (ab 7^m) findet sich diese Angabe immer seltener und wird zudem immer ungenauer. Unter den *photovisuellen Helligkeiten* (Kürzel V) versteht man die Angaben im sogenannten Johnson-Band, das zwar auch im visuellen Bereich liegt, aber aufgrund einer zentralen Wellenlänge von 540 nm und einem differierenden Verlauf der spektralen Empfindlichkeit einen etwas anderen Eindruck wiedergibt als das menschliche Auge. Die photovisuellen Helligkeiten weichen aus diesem Grund geringfügig von den visuellen ab, doch liegen die Unterschiede bei nicht zu blauen bzw. zu roten Sternen in der Größenordnung von 0.1^m und fallen daher bei der Helligkeitsschätzung eines Kometen kaum ins Gewicht. Der große Vorteil der photovisuellen Helligkeiten liegt darin, daß diese auch bei schwächeren Sternen eine hohe Genauigkeit besitzen. In der Astronomie übliche photographische Emulsionen zeigen im blauen Spektralbereich meist eine wesentlich größere, im roten Bereich oftmals eine geringere Empfindlichkeit

als das menschliche Auge. Aus diesem Grund differieren die *photographischen Helligkeiten* (Kürzel m_{ph}) über weite Spektralbereiche hinweg deutlich zu den visuellen Helligkeiten. Für kühlere Sterne der Spektraltypen K bzw. M erreichen die Differenzen bereits Werte zwischen 1.5^{m} und 2.0^{m}. Photographische Helligkeiten sind für die visuelle Helligkeitsschätzung somit unbrauchbar.

Das gleiche gilt natürlich für Atlanten bzw. Kataloge, die photographische Helligkeiten benutzen. Zu nennen ist hier der weitverbreitete PPM-Katalog. Selbstverständlich ist auch die Verwendung des Falkauer Atlas, des Atlas Stellarum bzw. des POSS für die Helligkeitsschätzung nicht erlaubt, bekommt man durch das Ausmessen der Sternscheibchen doch ebenfalls photographische Helligkeiten.

4.2 Die Sternkataloge im Vergleich

Mit der Veröffentlichung des *HIPPARCOS*- und *TYCHO-Katalogs* im Jahr 1997 und insbesondere des *TYCHO-2-Katalogs* im Jahr 2000 stehen dem Kometenbeobachter mittlerweile verlässliche Helligkeitsquellen zur Verfügung. Der HIPPARCOS-Katalog gibt für 118.000 Sterne bis etwa 9.5^{m} sehr genaue Helligkeiten (genauer als 0.05^{m}). Weiter reicht der TYCHO-Katalog. Er enthält die Helligkeiten von 1 Million Sternen heller als 11.5^{m}. Noch weiter reicht der TYCHO-2-Katalog. Dieser listet die Helligkeiten von 2.5 Millionen Sternen bis etwa 12.0^{m}. Der Tycho-2-Katalog ist bis etwa 11.0^{m} so gut wie vollständig und weist für diesen Helligkeitsbereich eine Genauigkeit von besser als 0.05^{m} auf. Bis zur photovisuellen Helligkeit von 11.5^{m} fehlen ca. 10% aller Sterne, die Genauigkeit beträgt 0.1^{m}. Zu noch schwächeren Helligkeiten steigen dann aber Unvollständigkeit und Ungenauigkeit deutlich an.

Bei Nutzung der drei genannten Kataloge ist Aufmerksamkeit angebracht, da diese Helligkeiten in verschiedenen Helligkeitssystemen listen. Die für Kometenschätzungen verwendbaren Helligkeiten sind beim HIPPARCOS-Katalog die Johnson-Helligkeiten (Ref-Schlüssel = HV). Der TYCHO-Katalog sollte nur in Ausnahmefällen verwendet werden. Wann immer möglich, ist diesem der TYCHO-2-Katalog vorzuziehen, da dieser vollständiger und genauer ist. Bei Verwendung des TYCHO-Katalogs können die Johnson-Helligkeiten (Ref-Schlüssel = TJ) oder die V_T-Helligkeiten (Ref-Schlüssel = TT) genutzt werden. Der TYCHO-2-Katalog enthält ausschließlich V_T-Helligkeiten, die zur Unterscheidung vom TYCHO-Katalog einen anderen Schlüssel erhalten haben (Ref-Schlüssel = TK).

Der bequemere Weg, den HIPPARCOS- bzw. TYCHO-2-Katalog zu nutzen bieten zahlreiche Astronomieprogramme. Hierbei sollte man sich aber stets informieren, welche Helligkeit angezeigt wird - entweder über die Programmdokumentation oder indem Zusatzinformationen zum betreffenden Stern abgerufen werden, was in vielen Fällen möglich ist.

Die bei der Veränderlichenbeobachtung erzielbare Genauigkeit ist deutlich höher als die der Kometenbeobachtung. Entsprechend ist es naheliegend, Veränderlichen-Schätzkarten heranzuziehen. Eine erste Quelle auch für Kometenbeobachter stellen die Karten der American Association of Variable Star Observers (AAVSO) dar. Die AAVSO erstellte für zahlreiche Veränderliche Karten mit visuellen Helligkeiten der Umgebungssterne. Während ältere *AAVSO-Karten* (Ref-Schlüssel = AC) nicht selten von mäßiger Qualität sind, können Karten ab 1995 für Kometenschätzungen verwendet werden. Seit etwa 2005 bietet die AAVSO die Möglichkeit, über ihre Internetseite interaktiv Schätzkarten erstellen zu lassen. Während diese für Veränderliche in ihrem Programm sehr tiefe photometrische Helligkeiten enthalten, werden ansonsten ganz überwiegend TYCHO-2-Helligkeiten verwendet.

Von der AAVSO stammt auch die *Nordpolsequenz* (Ref=NP). Hierbei handelt es sich um insgesamt drei polzentrierte Karten in unterschiedlichen Maßstäben, die Vergleichssternhelligkeiten bis 17^{m} aufweisen. Der große Vorteil dieser drei Karten ist, daß die betreffende Region das ganze Jahr über recht hoch am Himmel steht und nicht erst lang gesucht werden muß. Der Nachteil ist natürlich der, daß die Kometen – besonders die periodischen – nicht allzu häufig in dieser Region stehen und eine Helligkeitsschätzung durch die Notwendigkeit größerer Schwenks nicht gerade an Genauigkeit gewinnt.

Wer für Kometen, die schwächer als 12.0^{m} sind, über den gesamten Himmel verteilt sehr genaue Helligkeitsangaben haben möchte, der kann auf den *Guide Star Photometric Catalogue* (Ref-Schlüssel = GA) zurückgreifen. Dieser wurde für die Mission des Hubble Space Telescope zusammengestellt und enthält grob 1 500 etwa 0.5° große Felder, die gleichmäßig im Abstand von etwa 7° über den Himmel verteilt sind. Innerhalb jedes Feldes wurde die Helligkeit von etwa einem halben Dutzend Sternen zwischen 9^{m} und $15 - 16^{\mathrm{m}}$ mit hoher Genauigkeit ermittelt; die Helligkeitssprünge zwischen den einzelnen Sternen eines Feldes sind mit etwa 1^{m} allerdings relativ groß. Leider war die kleine Auflage dieses Katalogs schon bald vergriffen, so daß Interessenten an die Druckausgabe nur noch über Bibliotheken herankommen können.

Weite Verbreitung hat die CD-Version des *Guide Star Catalogue* (Ref-Schlüssel = HS) gefunden. Dieser Katalog umfaßt die Positionen und Helligkeiten von rund 15 Millionen Sternen bis herab zu etwa 14.5^{m}. Die Angaben wurden allerdings durch das Abscannen von Himmelsaufnahmen im roten und blauen Spektralbereich ermittelt. Dies bedeutet, daß sich die Positionen stets auf das Äquinoktium der Aufnahme beziehen – größere Eigenbewegungen somit unberücksichtigt bleiben – und die Helligkeiten nur mäßig genau sind. Letzteres gilt insgesamt. Selbst bei helleren Sternen muß man mit Fehlern bis zu 0.3^{m} rechnen. Bei Sternen unterhalb 13^{m} kann der Fehler gar 1^{m} erreichen. Insgesamt bedeutet dies, daß die Angaben kritisch zu bewerten sind und man, wann immer möglich bzw. praktikabel, sich eher auf einen der anderen Kataloge stützen sollte. Bei Verwendung dieses Katalogs sollten aber auf jeden Fall 5 – 6 Vergleichssterne benutzt werden.

Für noch schwächere Kometen gibt es die drei Selected Areas in Sky and Telescope 67, S.28 (1984) (Ref-Schlüssel = E) mit Helligkeiten bis 20^{m}.

Nicht länger für Helligkeitsschätzungen empfohlen werden folgende, früher weit verbreitete Quellen: der Atlas der American Association of Variable Star Observers (Ref-Schlüssel = AA), der Sky Catalogue 2000.0 (Ref-Schlüssel = SC), der SAO-Katalog (Ref-Schlüssel = S) und die Supernova Search Charts (Ref-Schlüssel = TB). Diese Quellen sollten nur dann verwendet werden, falls keine der o.g. Quellen verfügbar ist, was aber immer seltener der Fall sein dürfte.

Nicht benutzt werden dürfen der USNO A1.0-, USNO B1.0- und der USNO A2.0-Katalog, da diese R-Helligkeiten verwenden, die sich um 0.5^{m} bis 2.0^{m} von visuellen bzw. photovisuellen Helligkeiten unterscheiden. Ebenfalls nicht verwendet werden dürfen der UCAC-1 bzw. UCAC-2 Astromtric Star Catalogue, deren Helligkeiten im Bereich vom V- bis zum R-Band ermittelt wurden. Schließlich sind auch Helligkeiten des 2MASS-Katalogs nicht anwendbar, da es sich um Infrarothelligkeiten handelt.

Zusammenfassend stellt sich die Situation aktuell so dar: für Kometen heller als 9.5^{m} sollte primär der HIPPARCOS-Katalog verwendet werden. Bei Helligkeitsschätzungen von Kometen bis 11.5^{m} ist der TYCHO-2-Katalog zu verwenden. Für schwächere Kometen stellen die AAVSO-Karten und der Guide Star Photometric Catalogue die primären Quellen dar - beide überdecken allerdings nur kleine Felder. Der Guide Star Catalogue sollte ausschließlich dann herangezogen

werden, wenn die genannten Kataloge in der betreffenden Region keinerlei Sterne aufweisen, was umso häufiger vorkommen wird, je schwächer der Komet ist.

Literaturverzeichnis

[1] European Space Agency (1997): The Hipparcos and Tycho Catalogues (SP-1200). Bestellungen über: Hipparcos Catalogue Subscriptions, Astrophysics Division (SA), ESTEC, P.O. Box 299, 2200 AG Noordwijk, The Netherlands.

[2] Green, D.W.E., Morris, C.S., Skiff, B.A. (1998): Letters Regarding the Tycho Catalogue. *International Comet Quarterly* Vol. 20, No. 1, 4–7.

[3] Hog, E. Fabricius, C., Makarov, V.V., Urban, S., Corbin, T, Wycoff, G., Bastian, U., Schwekendiek, P. and Wicenec, A. (2000): The Tycho-2 Catalogue of the 2.5 Million Brightest Stars. Å355.2, P L19-L22 (U.S.A.).

[4] Lasker, B.M., Sturch, C.R. *et al.* (1988): The Guide Star Photometric Catalogue. *Astrophys. Journal* 68, No. 1, Supplement Series.

[5] Space Telescope Science Institute: The Hubble Guide Star Catalogue. Astronomical Society of the Pacific, San Francisco (U.S.A.).

5 Die Auswertung visueller Kometenbeobachtungen

A. Kammerer

5.1 Einleitung

In den letzten Jahrzehnten konnten viele Geheimnisse der Kometen enträtselt werden, wobei sich das Schwergewicht der Forschung von der Verfolgung der Bewegung dieser oftmals unvorhergesehen auftretenden Objekte hin zur Bestimmung einer Reihe physikalischer Kenngrößen verlagert hat.

Die Unberechenbarkeit macht bis heute einen Großteil des Reizes der Kometenbeobachtung aus. Zwar hat die intensive Forschung der letzten Jahrzehnte gezeigt, daß die durchschnittliche Entwicklung eines Kometen bereits durch die Bestimmung weniger Parameter abschätzbar wird. Aber eben nur die durchschnittliche; immer wieder überrascht der eine oder andere Schweifstern die Fachleute durch eine unerwartete Helligkeitssteigerung, eine plötzliche starke Ausdehnung seiner Koma oder einen heute noch unvorhersagbaren Schweifabriß.

Um die einzelnen Kometen untereinander vergleichen zu können, müssen die scheinbare Helligkeit und die scheinbaren Ausmaße von Koma und Schweif am Himmel in absolute Größen umgerechnet werden. Dazu ist die Kenntnis der relativen Positionen von Sonne, Erde und Komet im Sonnensystem erforderlich.

So kann ein am Himmel enorme Ausmaße aufweisender Komet in Wirklichkeit ein völlig durchschnittlicher Vertreter der Haarsterne sein, der lediglich nahe an der Erde vorbeiläuft, wie es beim Kometen IRAS-Araki-Alcock (1983d) der Fall war. Dieser wies am Tag der größten Erdnähe einen scheinbaren Komadurchmesser von mehr als 2° auf, was aber einem absoluten Komadurchmesser von völlig durchschnittlichen 200 000 km entsprach. Umgekehrt ergab sich

dagegen für die im November 1995 nur 2.5′ große Koma des Kometen C/1995 O1 (Hale-Bopp) ein absoluter Komadurchmesser von 700 000 km.

Nachfolgend werden verschiedene, für eine Auswertung visueller Kometenbeobachtungen nützliche, Auswertungsmethoden und Formeln vorgestellt und anhand von Diagrammen erläutert.

Abb. 5.1: Komet Austin (1990 V) am 22.4.1990, 3:55–4:05 UT, nahe des Andromedanebels. Zwölf Tage nach seinem Periheldurchgang zeigte der Komet einen auch visuell gut erkennbaren Schweif. Aufnahme aus der spanischen Sierra Nevada mit Teleobjektiv 2.8/50 mm auf TP 2415 hyp. Photo: W.E. Celnik, D. Möller, J. Neye

5.2 Datengrundlage

Zur Gewinnung aussagekräftiger Ergebnisse ist eine breite Datenbasis erforderlich. In den allermeisten Fällen genügt es in keiner Weise, lediglich die eigenen Schätzungen zu benutzen. Die Beobachtung eines Kometen hängt von so vielen, heute noch immer nicht genau bekannten Einflüssen ab, daß eine Einzelbeobachtung wenig repräsentativ ist.

Je größer die Anzahl der in eine Auswertung eingehenden Einzelbeobachtungen ist, um so sicherer werden im allgemeinen die daraus ableitbaren Aussagen sein. Eine Beobachtungsmeldung muß neben dem/den Schätzwert(en) genaue Angaben über den Beobachtungszeitpunkt, das verwendete Instrument (Öffnung, Typ, Vergrößerung) und den Beobachter umfassen; bei einer Helligkeitsschätzung sind zudem Angaben über die Schätzmethode und die Vergleichssternquelle erforderlich (siehe auch Kapitel 3).

Schätzungen ohne diese Mindestangaben sind ziemlich wertlos. Für nachträgliche Reduktionen von Vorteil ist die zusätzliche Angabe der verwendeten Vergleichssterne (A/B) und der geschätzten Stufen (z.B. A7K3B).

Tabellen enthalten zwar alle Größen, mit denen die zeitliche Entwicklung eines Kometen beschrieben werden kann. Wesentlich anschaulicher wird diese jedoch durch Diagramme dargestellt. Abbildung 5.2 zeigt als Beispiel alle Helligkeitsschätzungen, die für die Auswertung der Erscheinung des Kometen Austin (1990 V) erfaßt wurden (siehe auch Kammerer 1993).

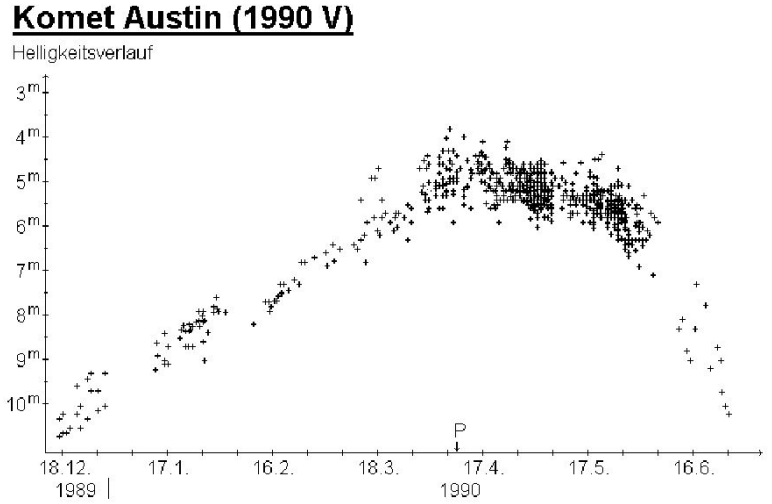


Abb. 5.2: Zeitliche Entwicklung der Gesamthelligkeit des Kometen Austin (1990 V). Das Diagramm enthält alle erfaßten Schätzungen.

5.3 Datenselektion

Betrachtet man Abb. 5.2 genauer, so fallen einzelne Schätzungen auf, die irgendwie "danebenliegen". Dies sind nicht notwendigerweise "Ausreißer" im mathematischen Sinn, für die es genaue Festlegungen gibt, sondern *auffällig* von der Masse der Beobachtungen abgesetzte Schätzungen. Die Frage lautet: Sollen diese Schätzungen, im weiteren Verlauf als Fehlwerte bezeichnet, bei der Auswertung berücksichtigt werden?

Dazu gibt es unterschiedliche Auffassungen. Während die einen dazu neigen, prinzipiell jede Schätzung mit dem gleichen Gewicht zu behandeln, werden die deutlich von der Masse abweichenden Schätzungen von anderen im weiteren Auswerteverfahren nicht mehr oder nur mit deutlich geringerem Gewicht berücksichtigt.

Für letzteres Vorgehen spricht die allgemeine Auswertepraxis. Bei praktisch jeder naturwissenschaftlichen Meßreihe finden sich Ausreißer/Fehlwerte, die meist durch kurzfristige Stabilitätsschwankungen im Meßsystem oder aber durch äußere Einwirkungen verursacht werden. Derartige Fehlwerte werden von der Auswertung praktisch immer ausgeschlossen.

Nun kann man visuelle Kometenschätzungen nicht mit Meßwerten einer wissenschaftlichen Apparatur vergleichen. Prinzipiell jedoch resultieren Fehlwerte hier aus ähnlichen Gründen. Die bei einer Kometenschätzung hauptsächlich auftretenden Fehlerquellen sind: schlechte Beobachtungsbedingungen (schlechte Durchsicht, geringe Höhe, Mondstörung, Dämmerung), systematische Fehler in der Methodik, ungenügende Dunkeladaption, fehlerhafte Vergleichssternsequenzen, Voreingenommenheit (durch Prognosen bzw. Meldungen anderer Beobachter), fehlende Sorgfalt (Umrechnungs- bzw. Flüchtigkeitsfehler) und mangelhafte Konzentration (z.B. durch Übermüdung).

Aus diesen Gründen sollten vor der eigentlichen Bestimmung der physikalischen Kenngrößen (im folgenden Kometenparameter genannt) derartige Schätzungen eliminiert werden. Doch ab wann darf ein Wert als "deutlich von der Masse der Beobachtungen abweichend" betrachtet werden? Diese Frage kann nicht mit einer eindeutigen Formel beantwortet werden. Es kommt stets auf das Ziel einer Auswertung und die Homogenität der Daten an.

Die mathematische Methode, Ausreißer zu bestimmen, geht vom (z.B. täglichen) arithmetischen Mittelwert und der Standardabweichung σ (bzw. der Varianz σ^2) aus. Obwohl diese Werte

heutzutage von fast jedem Taschenrechner geliefert werden, seien die Formeln nachfolgend aufgeführt:

$$\bar{x} = \frac{1}{N} \cdot \sum_{i=1}^{N} x_i = \frac{1}{N}(x_1 + x_2 + \cdots + x_N) \quad \text{Arithmetischer Mittelwert} \tag{5.1}$$

$$\sigma = \sqrt{\frac{1}{N-1} \cdot \sum_{i=1}^{N} (x_i - \bar{x})^2} \quad \text{Standardabweichung} \tag{5.2}$$

Dabei ist N die Anzahl der in den Mittelwert eingegangenen Schätzungen und x_i die i-te Einzelschätzung. Zu beachten ist, daß eine Reihe von Taschenrechnern die Summe der Varianzen nicht durch $1/(N-1)$ sondern durch $1/N$ dividiert, was aber nur bei kleinen Datenmengen von Bedeutung ist.

Eine Schätzung, die mehr als $2\sigma - 3\sigma$ vom Mittelwert (berechnet *ohne* den Ausreißer/Fehlwert) entfernt ist, hebt sich bereits deutlich (auffallend) von der Masse ab und kann für die weitere Auswertung vernachlässigt werden.

Ein Nachteil dieses Verfahrens liegt darin, daß jeder Mittelwert mit dazugehöriger Standardabweichung für sich betrachtet wird. Vor allem an Tagen mit wenigen, möglicherweise systematisch zu schwachen oder zu hellen Helligkeitsbeobachtungen kann es aber vorkommen, daß der Mittelwert deutlich neben der allgemeinen zeitlichen Entwicklung zu liegen kommt und dann Werte eliminiert werden, die gut mit dieser übereinstimmen. Besser wäre es daher, beim Auswählen stets ein gewisses Zeitintervall zu betrachten.

Dies kann in der Weise geschehen, daß für das Erkennen von Fehlwerten keine einfachen, sondern gleitende Mittelwerte (siehe Abschnitt 5.6.3) oder Spline-Funktionen benutzt werden. Der Rechenaufwand wird dann allerdings rasch sehr groß und ist nur noch mit einem Computer zu bewältigen.

Praktisch gleiche Resultate im Erkennen von Fehlwerten erhält man jedoch durch eine wesentlich einfachere subjektive Methode. Dazu werden die entsprechenden Diagramme, die noch alle Schätzungen enthalten (wie in Abb. 5.2), betrachtet und alle auffällig neben der Masse der Beobachtungen liegenden Werte herausgenommen. Ist die Datengrundlage genügend groß, so wirkt sich ein objektiv ungerechtfertigt belassener oder eliminierter Wert auf das Endergebnis praktisch nicht aus. Letztlich sieht ein derart bereinigtes Diagramm aus wie Abb. 5.3, das zudem noch

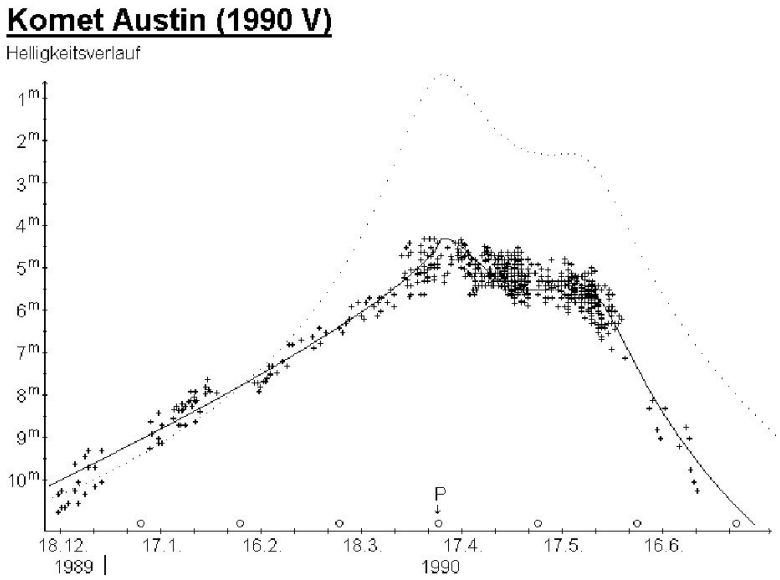


Abb. 5.3: Wie Abbildung zuvor, dargestellt sind jedoch nur noch die selektierten Schätzungen. Über der Abszisse sind die Vollmondtermine markiert

die erwartete (punktiert) und beobachtete Helligkeitskurve enthält. Mit dieser Datengrundlage werden im folgenden die Kometenparameter bestimmt.

5.4 Allgemeine Auswertungshinweise

Bevor die Ermittlung der einzelnen Kometenparameter aus den Schätzungen behandelt wird, sollen noch einige allgemeine Punkte angesprochen werden, die bei jeder Auswertung beachtet werden müssen.

Ganz wichtig ist es, vor der Interpretation der Diagramme die Zeiten zu ermitteln, zu denen der Mond die Beobachtungen gestört hat. Nicht selten klären sich temporäre Absenkungen eines Kometenparameters auf diese Weise als Scheineffekte auf. Visualisiert werden kann dieser störende Einfluß z.B. durch die Positionierung von Symbolen über der Abszisse zu den Vollmondzeiten. Je nachdem, ob der Komet am Morgen- oder Abendhimmel stand, hat der

Mond die Schätzungen nach bzw. vor diesen Zeitpunkten gestört (inklusive einiger Tage um die Vollmondzeit).

Eine Auswertung visueller Kometenbeobachtungen sollte, sofern solche verfügbar sind, unbedingt auch Zeichnungen und Beschreibungen in ausreichendem Maße berücksichtigen. Zahlen allein geben nur einen Teil der Kometenerscheinung wieder.

Werden nur die Schätzungen einer bestimmten Beobachtergruppe, z.B. der VdS-Fachgruppe Kometen, zu der Auswertung herangezogen, so sollten die Ergebnisse – sofern der Aufwand vertretbar bleibt – mit internationalen Schätzungen verglichen werden.

Bei periodischen Kometen können die Ergebnisse mit früheren Sichtbarkeiten verglichen werden. Damit ist es (mit Einschränkungen) möglich, säkulare Veränderungen im Helligkeitsverhalten zu ermitteln. Allerdings muß bei der Interpretation historischer Beobachtungen sehr vorsichtig vorgegangen werden, da diese häufig mit anderen Methoden bzw. Instrumenten durchgeführt wurden. So hat sich gezeigt, daß früher bei den Helligkeitsschätzungen häufig nur die helle innere Koma Berücksichtigung fand, so daß diese Schätzungen im Vergleich zu heutigen Helligkeitsschätzungen systematisch zu schwach ausfallen – wobei die Differenz umso größer ist, je diffuser der Komet erscheint.

In einem vollständigen Abschlußbericht sollte ein Abschnitt über die Entdeckung (evtl. die Geschichte) des Kometen ebensowenig fehlen, wie ein kurzer Abriß über seine Bewegung am Himmel und über die Sichtbarkeitsbedingungen.

5.5 Bestimmung der Kometenparameter

5.5.1 Allgemeines über die Helligkeitsentwicklung von Kometen

Die wichtigsten, über visuelle Beobachtungen ermittelbaren Kenngrößen eines Kometen sind seine Helligkeitsparameter. Dabei gilt: Jeder Komet zeigt eine individuelle Helligkeitsentwicklung, was darin begründet ist, daß Kometen nicht nur Sonnenlicht reflektieren, sondern eine Eigenaktivität durch die Freisetzung von Gas und Staub zeigen. Aufgrund der Sonneneinstrahlung sublimieren mehrere Tonnen Oberflächenmaterials pro Sekunde. Nur im engsten Kernbereich ($\lesssim$ 500 km) können komplexe Verbindungen nachgewiesen werden – die sogenannten Muttermoleküle. Nach außen hin wird ein zunehmend größerer Teil dieser mit einigen m/s freigesetzten

Moleküle von der energiereichen Sonnenstrahlung aufgespalten und ionisiert. Nach einer gewissen Zeit trifft ein freies Elektron auf solch ein Ion – es kommt zur Rekombination. Die hierbei freigesetzte Strahlung trägt meist zu größeren Teilen zur Gesamtleuchtkraft eines Kometen bei. Ein Komet weist daher eine umso größere Eigenaktivität auf, je größer die Gasproduktion ist. Zusätzlich bestimmt aber auch die Staubproduktion eines Kometen seine Helligkeit. Staub reflektiert das Sonnenlicht, und dies umso effektiver, je mehr Staub freigesetzt wird. Das Gas/Staub-Verhältnis ist dabei von Komet zu Komet sehr unterschiedlich, was zusätzlich zur schlechten Vorhersagbarkeit von Kometenhelligkeiten beiträgt.

Schon bald wurde erkannt, daß die durchschnittliche Helligkeitsentwicklung eines Kometen empirisch beschrieben werden kann durch die Formel

$$m = m_0 + 5\log\Delta + 2.5n\log r \tag{5.3}$$

Hierbei ist m_0 die sogenannte *absolute Helligkeit*. Sie ist definiert als die Helligkeit, die ein Komet in einer Entfernung von 1 AE sowohl von der Sonne (r) als auch von der Erde (Δ) aufweist. Häufig liegt sie zwischen 5^{m} und 8^{m}, doch können diese Grenzen deutlich überschritten werden. So wies der Große Septemberkomet (1882 II) z.B. eine absolute Helligkeit von 0.8^{m}, C/1995 O1 (Hale-Bopp) in den ersten 12 Monaten gar eine von -1.2^{m} auf, während diese beim bereits erwähnten Kometen IRAS-Araki-Alcock (1983d) nur 9.7^{m} betrug.

Der zweite Term resultiert einfach aus der Tatsache, daß die Helligkeit jedes leuchtenden Körpers mit 1/(Entfernung zum Körper)^2 abnimmt. Der Faktor $5\log$(Entfernung) ergibt sich aus der Definition der astronomischen Helligkeitsskala.

Der dritte Term schließlich beschreibt die Zunahme der Helligkeit eines Körpers bei Annäherung an die Sonne. Der *Aktivitätsfaktor n* ist hierbei ein Maß für die Eigenaktivität des Körpers oder anders ausgedrückt für sein Eigenleuchten. Für Körper, die das Sonnenlicht lediglich reflektieren (z.B. Planeten) ist $n = 2$. Bei Kometen findet man dagegen fast immer $n > 2$.

W.F. Hübner war es, der 1965 den Zusammenhang zwischen der empirisch gefundenen Helligkeitsformel und den Prozessen auf der Kometenkernoberfläche fand. Für die Herleitung nahm er an, daß die absorbierte Sonnenenergie (ca. 90% der Gesamteinstrahlung) den Kometenkern nur bei großen Sonnendistanzen erwärmt, bei kleinen Distanzen zur Sonne hingegen vollständig für die Verdampfung der Oberflächenmoleküle zur Verfügung steht. Unter diesen Voraussetzungen

ist die Helligkeit eines Kometen proportional zur Gesamtzahl der Moleküle in der Kometenatmosphäre (d.h. der Gasproduktion) und zur Entfernung von Sonne und Erde. Die Annahme des Modells muß nach den neuesten Erkenntnissen allerdings modifiziert werden. So konnten einerseits bereits in großen Sonnenentfernungen Komae nachgewiesen werden, während andererseits die gemessenen Oberflächentemperaturen bei kleinen Sonnendistanzen teils deutlich über den erwarteten Werten lagen.

Je größer die Eigenaktivität n ist, umso rascher nimmt die Gasproduktion bei Sonnenannäherung zu, d.h. umso stärker reagiert der Komet auf die verstärkte Sonnenstrahlung. Ein durchschnittlicher Komet weist $n = 4$ auf. Dies ist der Grund, weshalb man bei neuentdeckten Kometen zunächst $n = 4$ annimmt. Die genauen Werte von n und m_0 können bei jedem Kometen stets erst nachträglich bestimmt werden.

Die beobachtete scheinbare Helligkeit m ist nicht dazu geeignet, die zeitliche Entwicklung der Gasproduktion verschiedener Kometen zu vergleichen, enthält sie doch eine Abhängigkeit von der Erddistanz. Aus diesem Grund wird die *heliozentrische Helligkeit* m_{hel} eingeführt:

$$m_{\mathrm{hel}} = m - 5\log\Delta \tag{5.4}$$

Hierunter wird die Helligkeit verstanden, die ein Beobachter registrieren würde, der den Kometen aus einer Entfernung von *konstant* 1 AE beobachtet.

Trägt man die heliozentrische Helligkeit über $\log r$ auf, so kann bei konstantem n eine Gerade durch die Werte gelegt werden. Eine plötzliche Änderung von n macht sich durch einen Knick bemerkbar, während eine Änderung von m_0 zu einer Parallelverschiebung führt.

Eine Grenze für n nach oben scheint es nicht zu geben. Die überwiegende Mehrzahl der Kometen weist zwar n-Werte zwischen 2 und 6 auf, doch gibt es einzelne Kometen, deren n-Wert über 10 liegt. Hierbei scheint es sich i.a. um alte Kometen zu handeln, die ihr Perihel bereits viele Male durchlaufen haben und deren Oberfläche stark verkrustet ist. Bei diesen muß die Sonne die Aktivitätszentren erst aufbrechen, damit eine nennenswerte Gasproduktion einsetzt. Ist dies geschehen, so steigt die Aktivität des Kometen drastisch an, was zu einem großen n führt. Kometen mit einem besonders hohen n sind beispielsweise 38P/Stephan-Oterma, 22P/Kopff und 4P/Faye.

Auf der anderen Seite gibt es Kometen, deren n kleiner als 2 ist. Zum einen sind dies Kometen, wie z.B. Kohoutek (1973 XII), die einen Staubkokon ausbilden. Zum anderen handelt es sich um Kometen, die entweder auseinanderbrechen oder – aufgrund einer Kombination von kleiner Masse und großer Sonnennähe – regelrecht verdampfen. In den letzten beiden Fällen kann das n sogar negativ werden, doch ist dies ein rein rechnerisches Resultat. In Wirklichkeit ist ja die absolute Helligkeit keine Konstante mehr. Ein Beispiel hierfür war Komet Machholz (1985e), der nach seinem Periheldurchgang nicht mehr aufgefunden werden konnte. Seine kleine Masse (ableitbar aus der geringen absoluten Helligkeit von 8.2^{m}) war der großen Sonnennähe ($q = 0.106$ AE) nicht gewachsen.

In den letzten Jahren zeigte es sich, daß die Helligkeitsentwicklung nicht aller Kometen mit der obigen Formel beschreibbar ist. Es gibt eine kleine Gruppe – überwiegend periodischer – Kometen, deren Helligkeitsverlauf lediglich durch die Formel

$$m = m_0 + 5\log\Delta + n_t dt, \quad \text{mit } dt = t - T \tag{5.5}$$

dargestellt werden kann. Hierbei ist n_t wiederum der Aktivitätsfaktor. Bei dieser Kometengruppe ist die Abhängigkeit der heliozentrischen Helligkeit von der Sonnendistanz ersetzt durch eine Abhängigkeit vom zeitlichen Abstand zum Periheldurchgang dt (in Tagen). Meist wird der Faktor $dt = t - T$ (T = Periheldatum) positiv genommen, damit n_t vor und nach dem Perihel das gleiche Vorzeichen hat. Bekannte Beispiele für ein solches Helligkeitsverhalten sind die Kometen 6P/d'Arrest und 10P/Tempel 2. Überraschenderweise konnten auch die Helligkeitsentwicklungen der Kometen 1P/Halley (1986 III) und Austin (1990 V) vor dem Perihel mit einer zeitlichen Abhängigkeit wesentlich plausibler dargestellt werden als mit einer Abhängigkeit vom Sonnenabstand. In Abb. 5.4 und Abb. 5.5 ist die heliozentrische Helligkeit von vier Kometen einmal über $\log r$ und einmal über dt aufgetragen. Nur über die richtige Größe aufgetragen ergeben sich Geraden, im anderen Fall ergeben sich leicht gekrümmte Kurven. Die Krümmung ist allerdings nicht besonders groß, so daß es bei Verwendung von Einzelschätzungen nicht immer einfach ist, die richtige Abhängigkeit zu ermitteln. Besser sind die in beiden Abbildungen verwendeten gewichteten gleitenden Mittelwerte hierfür geeignet (siehe Abschnitt 5.6.3). Eine zeitliche Abhängigkeit der Helligkeitsentwicklung ist auch dann wahrscheinlich, wenn die heliozentrische Helligkeit über $\log r$ aufgetragen, einen nahezu senkrechten Verlauf aufweist. Zahlreiche Kometen zeigen vor und nach dem Perihel ein signifikant unterschiedliches Helligkeitsverhalten. Dies ist eigentlich nicht weiter erstaunlich, vergegenwärtigt man sich die Tatsache, daß ein Teil der auftreffenden Sonnenenergie bei Annäherung an die Sonne zum

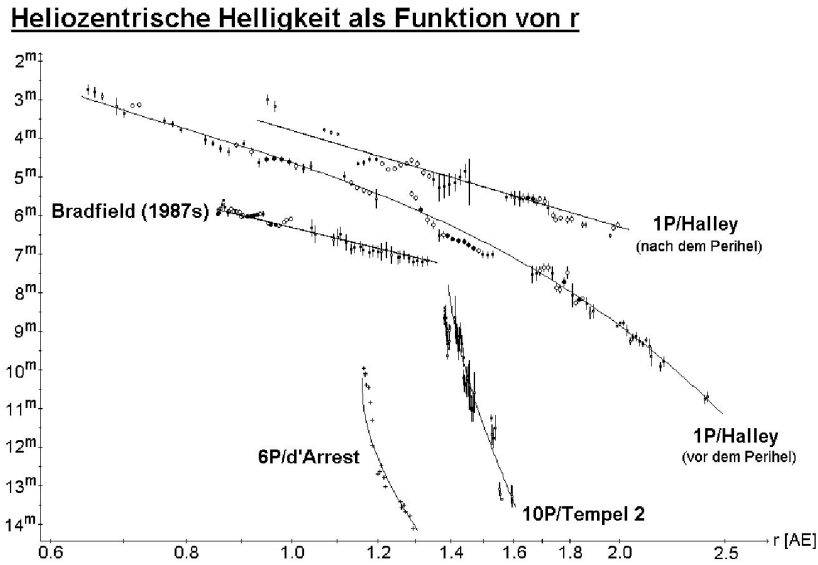


Abb. 5.4: Die heliozentrische Helligkeit von vier ausgewählten Kometen, aufgetragen über $\log r$ (bzgl. Interpretation siehe Abb. 5.5)

Aufheizen der Oberfläche verwendet wird und damit für die Gasproduktion nicht zur Verfügung steht. Umgekehrt unterstützt die aufgeheizte Oberfläche bei Entfernung von der Sonne die Gasproduktion noch über längere Zeit. Somit sollte das n vor dem Perihel größer sein als danach (nach dem Perihel klingt die Gasproduktion langsamer ab), die absolute Helligkeit vor dem Perihel geringer als danach. Dies ist auch typischerweise der Fall. Lediglich Kometen, denen die Sonnennähe an die Substanz gegangen oder deren dominierendes Aktivitätszentrum in den Sonnenschatten geraten ist, zeigen das umgekehrte Verhalten. Bei Kometen mit größeren Periheldistanzen ($q > 1$ AE) ändern sich die Helligkeitsparameter vor und nach dem Perihel im allgemeinen aber nicht signifikant.

Einige ältere periodische Kometen zeigen eine Besonderheit. Bei diesen kommt es regelmäßig zu abrupten dauerhaften Helligkeitsanstiegen bzw. -einbrüchen, die nicht symmetrisch zum Perihel liegen, sondern meist 2 – 4 Wochen früher oder später stattfinden. Dabei weist jeder Komet einen individuellen Zeitpunkt, t_x, des Helligkeitsanstiegs bzw. -abfalls auf. Ein derartiges

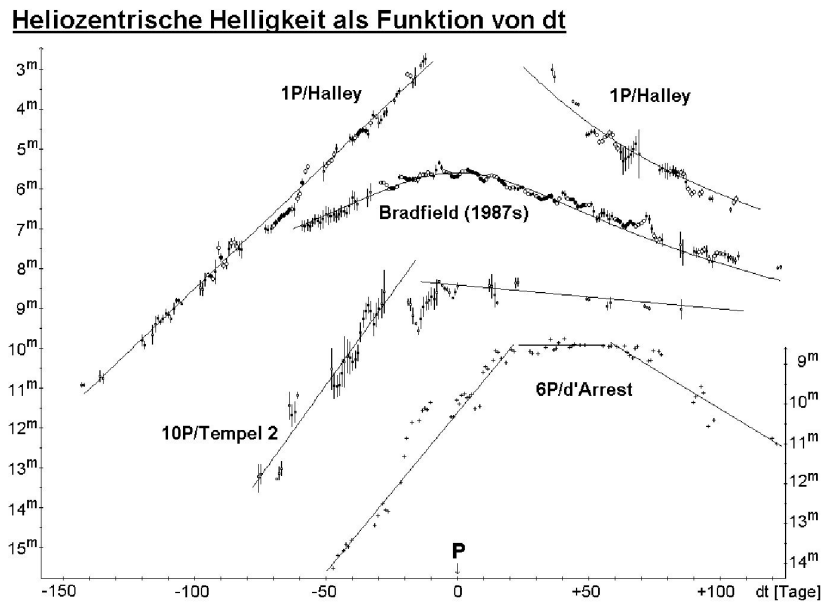


Abb. 5.5: Die heliozentrische Helligkeit von vier ausgewählten Kometen, aufgetragen über dt. Der Vergleich mit Abb. 5.4 zeigt, daß die Kometen 10P/Tempel 2 und 6P/d'Arrest eine Abhängigkeit von dt zeigen, der Komet Bradfield (1987s) hingegen von $\log r$. Beim Kometen 1P/Halley konnte die Entwicklung 1985/86 vor dem Perihel besser mit einer dt –, nach dem Perihel besser mit einer $\log r$–Abhängigkeit beschrieben werden

Helligkeitsverhalten kann, wenn überhaupt, nur mit einer Abhängigkeit von dt beschrieben werden, wobei dann allerdings gesetzt werden muß: $dt = t - t_x$.

Erklärbar ist dieses Phänomen durch Jahreszeiteneffekte auf dem Kometenkern. Wie heute allgemein akzeptiert, weisen die meisten Kometen eine Anzahl isolierter Aktivitätszentren auf, während die übrige Oberfläche ziemlich inaktiv ist. In der Mehrzahl sind diese recht gleichmäßig über den Kern verteilt. Bei einigen, besonders älteren periodischen Kometen scheint dies jedoch nicht der Fall zu sein, oder aber diese weisen ein besonders dominierendes Aktivitätszentrum auf. Liegt dieses Aktivitätszentrum dann nahe dem bis zum Zeitpunkt t_x von der Sonne abgewandten Pol, so wird die Helligkeit des Kometen erst kurz nach Sonnenaufgang über dem Aktivitätszentrum deutlich zunehmen. Umgekehrt, gerät das Aktivitätszentrum in den Sonnenschatten, so wird die Helligkeit deutlich zurückgehen.

Insgesamt kann festgehalten werden, daß das Helligkeitsverhalten eines Kometen in den allermeisten Fällen mit je einer Formel (Abhängigkeit von r oder dt) vor und nach dem Perihel gut dargestellt werden kann.

Zeigt die Entwicklung der heliozentrischen Helligkeit dagegen einen Knick, so kann dies darauf hindeuten, daß ein wichtiges Aktivitätsgebiet in das Sonnenlicht bzw. den Sonnenschatten geraten ist. Geht eine zunächst hohe Eigenaktivität bei weiterer Sonnenannäherung abrupt zurück – wie bei C/1996 B2 (Hyakutake) in den vier Wochen seiner größten Sonnennähe –, so deutet dies auf eine Erschöpfung entweder des Gasvorrats insgesamt oder doch zumindest der leichtflüchtigen Komponenten hin. Bei einem plötzlichen Helligkeitsanstieg kann auch eine Kernteilung (bzw. die Ablösung eines kleinen Teils des Kerns, wie beim Kometen Bradfield (1980 XV) geschehen) die Ursache sein. In allen Fällen muß zwischen der Zeit vor und nach einem derartigen Ereignis unterschieden werden.

Nicht mit den obigen Formeln beschreibbar sind kurzfristige Helligkeitsaus-/einbrüche, die meist eine Dauer von 1 bis 5 Tagen haben, wonach die Helligkeit wieder auf ihren Ausgangswert zurückkehrt. Ursachen für derartige Phänomene dürften das Aufbrechen eines Krustenteils mit darunter befindlichem Gasvorrat bzw. eine kurzfristige Erschöpfung eines Gasreservoirs sein. Wiederholen sich solche Änderungen periodisch, so dürften sie eine Folge der Rotation des Kometenkerns sein.

5.5.2 Bestimmung der Helligkeitsparameter

Bevor die Ableitung der Helligkeitsparameter behandelt wird gilt es, eine wesentliche Frage zu beantworten: Spielt das bei einer Helligkeitsschätzung benutzte Instrument eine Rolle? Diese Frage wird heutzutage von nahezu allen Fachleuten bejaht. Wesentlich strittiger ist aber, welche Faktoren eine Schätzung mit welchem Gewicht beeinflussen. Bobrovnikoff fand, daß die Öffnung eines Instruments ein entscheidender Faktor ist. Er empfahl, alle Helligkeitsschätzungen auf eine Standardöffnung von 6.8 cm zu reduzieren. Morris (1973) ermittelte folgenden Zusammenhang:

$$m_{\mathrm{korr}} = m_{\mathrm{beob}} - 0.066(D - 6.8\,\mathrm{cm}) \quad \text{für Refraktoren+Ferngläser} \tag{5.6}$$

$$m_{\mathrm{korr}} = m_{\mathrm{beob}} - 0.019(D - 6.8\,\mathrm{cm}) \quad \text{für Reflektoren} \tag{5.7}$$

Hierbei ist D der Objektivdurchmesser in cm. In den letzten Jahren ist die Richtigkeit dieser Korrekturformeln wieder angezweifelt worden. Insbesondere zeigte es sich, daß bei höheren Vergrößerungen diese eine erkennbare Rolle spielt (Morris 1986). Bouma (1987) hat daher vorgeschlagen, das Produkt aus Öffnung und Vergrößerung zu verwenden, doch wurde bisher keine Korrekturformel veröffentlicht. Zudem wurde festgestellt, daß die obigen Formeln bei großen Teleskopen überkorrigieren (der Korrekturfaktor also zu groß ausfällt).

Kirsch (1987) hat alternativ zu Morris einen Zusammenhang zwischen Helligkeitsschätzung und Austrittspupille des verwendeten Instruments angegeben. Seine Korrekturformeln lauten ($p =$ Austrittspupille in mm):

$$m_{\mathrm{korr}} = m_{\mathrm{beob}} + 0.13^{\mathrm{m}}(p - 5.1\,\mathrm{mm}) \quad \text{für Ferngläser} \tag{5.8}$$

$$m_{\mathrm{korr}} = m_{\mathrm{beob}} - 0.13^{\mathrm{m}}(p - 1.6\,\mathrm{mm}) \quad \text{für andere Instrumente} \tag{5.9}$$

Für die Beantwortung der Frage, ob eine Korrekturformel benutzt werden soll, müssen auch der scheinbare Komadurchmesser und der DC-Wert berücksichtigt werden. So wird für einen praktisch sternförmigen bzw. deutlich konzentrierten Kometen (DC ≥ 7) keine Korrektur erforderlich sein, unterscheidet er sich doch (zumindest defokussiert) nur wenig vom Aussehen eines Sterns.

Nach dem momentanen Wissensstand bleibt es jedem selbst überlassen, ob er nun alle, nur einen Teil (etwa jene mit größeren Teleskopen gewonnene) oder überhaupt keine Schätzungen auf ein Standardinstrument korrigiert. Wichtig ist allerdings, daß alle Helligkeitsschätzungen *immer* unkorrigiert an die Auswertestellen übergeben werden!

Zur Bestimmung der Helligkeitsformeln aus N Schätzungen mit den scheinbaren Helligkeiten $m_{\mathrm{B},i}$ muß das Gaußsche Verfahren der kleinsten Quadrate angewandt werden. Nachfolgend werden die Formeln angegeben, ohne auf ihre Herkunft einzugehen. Es gilt:

$$x_i = \log r_i \quad \text{bzw.} \quad x_i = t_i - T \tag{5.10}$$

$$y_i = m_{\mathrm{B},i} - 5\log\Delta_i \tag{5.11}$$

$$n_t \text{ bzw. } 2.5n = \frac{N\cdot[xy] - [x]\cdot[y]}{N\cdot[xx] - [x]^2} \tag{5.12}$$

$$m_0 = \frac{[y]\cdot[xx] - [x]\cdot[xy]}{N\cdot[xx] - [x]^2} \tag{5.13}$$

Hierbei steht $[x]$ für $\sum_{i=1}^{N} x_i$, $[xx]$ für $\sum_{i=1}^{N} x_i^2$, $[xy]$ für $\sum_{i=1}^{N} x_i y_i$, $[x]^2$ für $(\sum_{i=1}^{N} x_i)^2$ usw.

Zunächst müssen also die x_i berechnet werden, entweder als Logarithmus von r oder aber als Differenz in Tagen zwischen der Beobachtung und dem Perihel $(t_i - T)$. Als y_i wird die heliozentrische Helligkeit eingesetzt. Am einfachsten macht man sich die Berechnung, indem zunächst alle Summen einzeln berechnet werden. Danach können diese bequem in die obigen Formeln eingesetzt werden. Noch bequemer geht es mit einem modernen Taschenrechner, der eine Ausgleichsgerade berechnen kann. In diesem Fall müssen nur noch die x_i und y_i berechnet werden, m_0 und $2.5n$ (bzw. n_t) liefert der Rechner automatisch.

Die Angabe von m_0 und $2.5n$ (bzw. n_t) allein enthält keinerlei Aussage über die Vertrauenswürdigkeit der errechneten Werte. Als "Vertrauensmaße" werden daher zusätzlich entweder der Korrelationskoeffizient K oder der mittlere Fehler von m_0 und $2.5n$ (bzw. n_t) angegeben. Die erforderlichen Formeln seien im folgenden genannt:

$$K = \frac{N[xy] - [x][y]}{\sqrt{(N[xx] - [x]^2)(N[yy] - [y]^2)}} \tag{5.14}$$

Die Berechnung des Korrelationskoeffizienten geschieht bei Taschenrechnern, die Ausgleichsgeraden berechnen können automatisch. Die wenigsten Taschenrechner ermitteln jedoch die mittleren Fehler der beiden Helligkeitsparameter. Hierzu muß zunächst der aus den ermittelten Werten von m_0 und $2.5n$ (bzw. n_t) errechenbare Schätzwert m_R berechnet werden gemäß

$$m_{R,i} = m_0 + 5\log\Delta_i + 2.5n\log r_i \quad \text{bzw.} \tag{5.15}$$

$$m_{R,i} = m_0 + 5\log\Delta_i + n_t(t_i - T) \tag{5.16}$$

Danach wird der mittlere Fehler einer Einzelmessung M berechnet:

$$M = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^{N} (m_{B,i} - m_{R,i})^2}{N-2}} \tag{5.17}$$

Schließlich können die mittleren Fehler der beiden Helligkeitsparameter ermittelt wer-

den:

$$\Delta n_t \quad \text{bzw.} \quad \Delta(2.5n) \quad = \quad M\sqrt{\frac{N}{N[xx]-[x]^2}} \tag{5.18}$$

$$\Delta m_0 \quad = \quad M\sqrt{\frac{[xx]}{N[xx]-[x]^2}} \tag{5.19}$$

Wie erkennbar, ist letztere Berechnung sehr aufwendig, weshalb häufig auf den Korrelationskoeffizienten zurückgegriffen wird. Besitzt man jedoch einen Computer, so empfiehlt es sich, die aussagekräftigeren mittleren Fehler der beiden Helligkeitsparameter zu verwenden.

Die Helligkeitsformel sollte letztlich wie folgt angegeben werden:

$$m \quad = \quad m_0(\pm\Delta m_0) + 5\log\Delta + 2.5n(\pm\Delta(2.5n))\log r \quad \text{bzw.} \tag{5.20}$$

$$m \quad = \quad m_0 + 5\log\Delta + 2.5n\log r, \qquad K = \ldots \tag{5.21}$$

Zusätzlich muß im Falle, daß der Helligkeitsverlauf eines Kometen nur durch mehrere Formeln befriedigend dargestellt werden kann, der jeweilige Zeitraum angegeben werden, innerhalb dessen die Formel gilt. Die Angabe der Anzahl der jeweils eingegangenen Schätzungen erhöht die Aussagekraft weiter. Die Art und Komplexität des Helligkeitsverlaufs kann am besten aus der

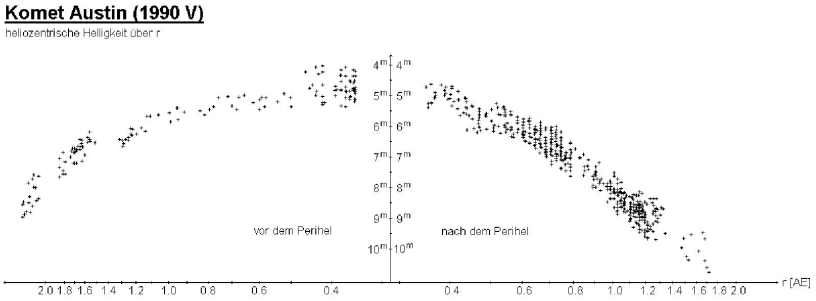


Abb. 5.6: Die heliozentrische Helligkeit des Kometen Austin (1990 V), aufgetragen über $\log r$

Entwicklung der heliozentrischen Helligkeit abgelesen werden. Dafür wird die heliozentrische Helligkeit einmal über $\log r$ (Abb. 5.6) und einmal über dt (Abb. 5.7) aufgetragen. Im Fall des Kometen Austin ist der Verlauf in Abb. 5.6 vor dem Perihel deutlich gekrümmt, in Abb. 5.7

hingegen in guter Näherung linear, was für eine dt-Abhängigkeit spricht. Nach dem Perihel ist die Sachlage nicht so eindeutig; beide Verläufe sind annähernd linear. Bei (Abb. 5.6) fällt allerdings ein Versatz auf, der als Anstieg der absoluten Helligkeit um etwa 0.5^{m} bei $r = 0.5$ AE gedeutet werden könnte. Doch Vorsicht, bei der Interpretation der Diagramme müssen alle wesentlichen Punkte der Kometensichtbarkeit berücksichtigt werden: in der betreffenden Zeit nahe des Perihels konnte Komet Austin nur in der Dämmerung in geringer Höhe beobachtet werden, so daß die angedeutete Unstetigkeit zweifelhaft ist. Insgesamt ergibt eine dt-Abhängigkeit auch nach dem Perihel beim Kometen Austin eine etwas bessere Korrelation. Diesbezüglich gehört der Komet Austin zu einer seltenen Kometenklasse. Wie in Abschnitt 5.5.1 ausgeführt, zeigen im allgemeinen nur alte periodische Kometen solch eine Abhängigkeit. Schließlich deutet der nach dem Perihel deutlich steilere Abfall auf eine Erschöpfung der Vorräte an (zumindest leichtflüchtigen) Gasen hin. Generell sollte der Standardformel der Vorzug gegeben werden,

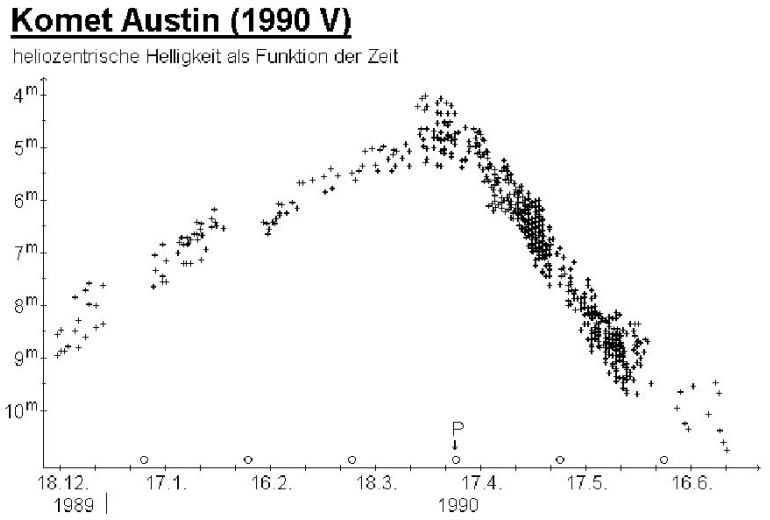


Abb. 5.7: Die heliozentrische Helligkeit des Kometen Austin (1990 V), aufgetragen über *dt*

da sie im Gegensatz zur dt-Formel physikalisch gedeutet werden kann - nur im Fall eines signifikant geringeren Korrelationskoeffizienten der Standardformel im Vergleich zur dt-Formel sollte auf letztere zurückgegriffen werden. Nicht zuletzt auch deshalb, weil die dt-Formel stets

nur während eines kurzen Zeitabschnitts (ca. 100-200 Tage) nahe des Perihels plausible Werte liefert.

Eine Unterscheidung der Helligkeitsparameter in die Zeit vor und nach dem Perihel bedarf *signifikanter* Unterschiede der Parameter für beide Zeitabschnitte. Rein rechnerisch werden sich stets mehr oder weniger unterschiedliche Werte für m_0 und n ergeben, doch reicht ein Satz von Helligkeitsparametern häufig aus, die Helligkeitsentwicklung über die gesamte Sichtbarkeit hinweg befriedigend beschreiben zu können. Für die Entscheidung zwischen einer oder zwei Parametersätzen ist es hilfreich, m_0 und n einmal für die gesamte Sichtbarkeit, zum anderen für die Zeit vor und nach dem Perihel getrennt zu errechnen und die sich daraus ergebenden Helligkeitskurven mit den beobachteten Helligkeiten zu vergleichen.

Der Verlauf der heliozentrischen Helligkeit gibt schließlich auch Auskunft über Zeitpunkte, zu denen sich die Helligkeitsentwicklung signifikant änderte. Für die entsprechenden Zeitabschnitte sind die Parametersätze nebst Fehlern dann jeweils getrennt zu errechnen. Auch hilft ein derartiges Diagramm bei der Identifikation von Helligkeitsentwicklungen, die nicht symmetrisch zum Perihelzeitpunkt verlaufen.

5.5.3 Absoluter Komadurchmesser

Die Bestimmung des scheinbaren Komadurchmessers ist eine wesentlich schwierigere Aufgabe als die Bestimmung der Gesamthelligkeit. Der Grund liegt in der Morphologie der Koma begründet. Zum Rand hin nimmt die Flächenhelligkeit mehr oder weniger stark ab, bis der Kontrast zwischen Himmelshintergrund und Koma gegen Null strebt. Je dunkler der Himmelshintergrund und je kontrastreichere Bilder ein Instrument liefert, umso größer wird die erkennbare Koma sein. Daher sollte im Normalfall die Instrumentenkombination verwendet werden, welche die größte Austrittspupille aufweist. Allerdings können Beobachtungsumstände dazu zwingen, die Austrittspupille zur Erzielung eines optimalen Kontrasts zu verkleinern, z.B. wenn man aus einer beleuchteten Region beobachtet. Auch sollte darauf geachtet werden, daß die Vergrößerung ausreicht, den Kometen noch deutlich ausgedehnt erkennen zu können.

All diese Überlegungen führen letztlich zu dem Resultat, daß die Streuung bei den Schätzungen des scheinbaren Komadurchmessers deutlich größer ausfallen müßte als bei der Bestimmung der Gesamthelligkeit, was die Realität auch zeigt.

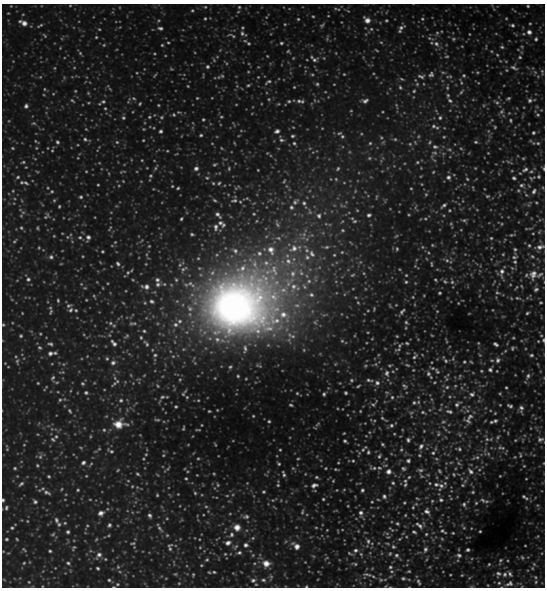


Abb. 5.8: Komet Austin (1990 V) in Erdnähe, aufgenommen am 27.5.1990, 23:42–23:47 UT mit einer Schmidtkamera 1.5/300 mm auf TP 2415 hyp. Photo: M. Jäger

Abbildung 5.9 zeigt die Schätzungen des scheinbaren Komadurchmessers beim Kometen Austin (1990 V): nach einem kleinen Anstieg des scheinbaren Durchmessers in den ersten Wochen geht er zum Perihel hin zurück um danach, aufgrund der Annäherung an die Erde (der minimale Erdabstand wurde am 25. Mai mit 0.237 AE erreicht), sehr stark anzusteigen. Zeigen die Schätzungen anfangs nur eine mäßige Streuung, so steigt diese mit der Annäherung an die Erde sehr stark an. Ende Mai liegen minimale und maximale Schätzungen um einen Faktor 3 auseinander, obwohl das Diagramm nur die selektierten Beobachtungen wiedergibt! Der Grund liegt in der geringen Flächenhelligkeit, die die Koma in jenen Tagen aufwies: Bereits eine geringe Aufhellung oder eine nicht optimale Instrumentenkombination verhinderten das Erkennen der äußersten Komabereiche.

In derart extremen Situationen sollten grundsätzlich nur Schätzungen verwendet werden, die mit einer optimalen Kombination von Öffnung und Vergrößerung durchgeführt wurden, was in Abb. 5.9 nicht geschah. Bei der Selektion ist darauf zu achten, daß ”zu große” Schätzungen einen deutlich größeren Abstand von der Masse der Beobachtungen haben dürfen als ”zu kleine”, ehe sie als Fehlwerte ausselektiert werden. Begründet ist dieses Vorgehen durch die Annahme,

daß die Beobachtungsbedingungen bei vielen Schätzungen eher suboptimal waren, so daß davon auszugehen ist, daß der "wahre" Wert wohl näher am oberen als am unteren Ende der Streuung liegt. Aus diesem Grund sind zu kleine Schätzungen wesentlich konsequenter auszuselektieren als zu große (die aber nicht zwangsläufig Ausdruck optimaler Bedingungen sein müssen, sondern auch das Ergebnis von Fehleinschätzungen sein können).

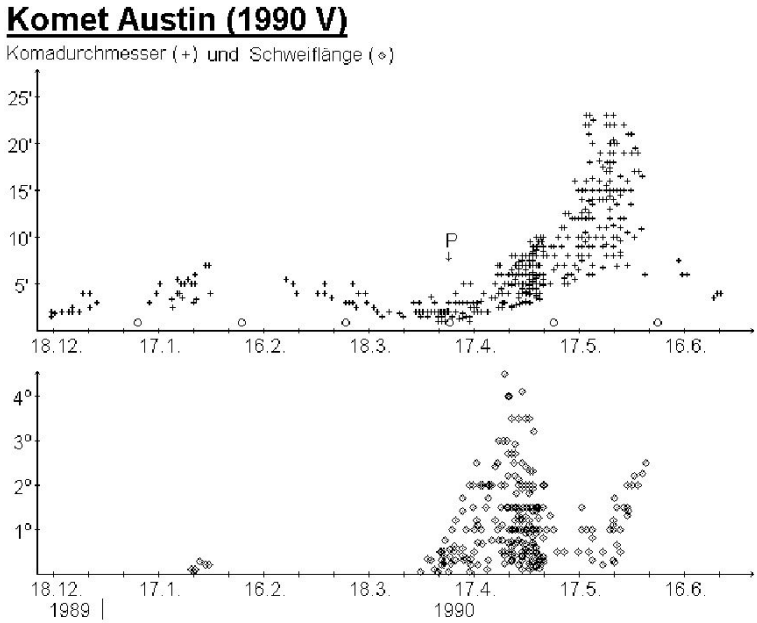


Abb. 5.9: Zeitliche Entwicklung des scheinbaren Komadurchmessers und der scheinbaren Schweiflänge beim Kometen Austin (1990 V)

Die gleiche Streuung in den Schätzungen des scheinbaren Komadurchmessers d (in Bogenminuten) findet sich natürlich auch in einem Diagramm wieder, das den absoluten Komadurchmesser D in km darstellt (Abb. 5.10). Dieser berechnet sich gemäß:

$$D[\mathrm{km}] = \Delta \tan(\frac{d}{60}) \cdot 1.5 \cdot 10^8 \,\mathrm{km} \tag{5.22}$$

Komet Austin zeigte eine durchschnittliche Entwicklung des absoluten Komadurchmessers: zu-

nächst einen Anstieg, bedingt durch die zunehmende Gasproduktion bei der Sonnenannäherung. Bei größerer Sonnennähe wird dieser Trend abgelöst von einer Schrumpfung der Koma, verursacht durch den stärker werdenden Sonnenwind. Danach steigt der absolute Komadurchmesser wieder an, wobei im Vergleich mit Abb. 5.9 deutlich wird, daß der steile Anstieg des scheinbaren Komadurchmessers fast ausschließlich durch die Annäherung an die Erde zustandekam.

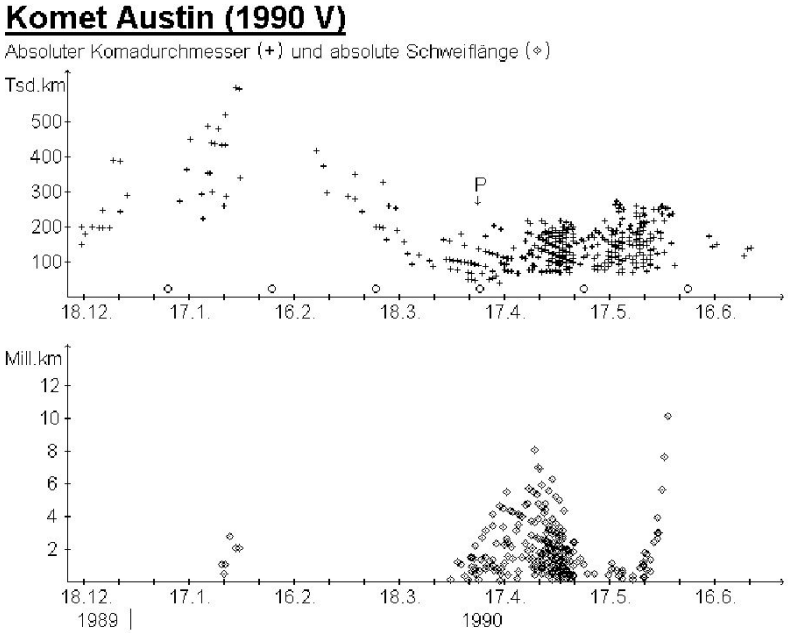


Abb. 5.10: Zeitliche Entwicklung des absoluten Komadurchmessers und der absoluten Schweiflänge beim Kometen Austin (1990 V)

5.5.4 Absolute Schweiflänge

Das bekannteste Merkmal, den Schweif, zeigen nicht allzu viele Kometen. Umso eindrucksvoller kann der Anblick dann aber sein, sofern kein Vergleich des visuellen Anblicks mit Photographien versucht wird!

Die Flächenhelligkeit eines Kometenschweifs ist, zumindest in den kernferneren Bereichen, noch einmal deutlich geringer als die der Koma, so daß der Kontrast Schweif/Himmelshintergrund optimal sein muß, um den Schweif in seiner ganzen Ausdehnung erfassen zu können. Somit treffen für den Schweif all die bereits bei der Koma genannten Faktoren zu, nur mit noch deutlich größerem Gewicht.

Insgesamt hat dies zur Folge, daß die Einzelschätzungen noch stärker streuen als beim Komadurchmesser (Abb. 5.9). Um hier zu einigermaßen zufriedenstellenden Ergebnissen zu gelangen, ist die Anwendung der in Abschnitt 5.6 noch zu besprechenden Methoden empfehlenswert. Erkennbar ist aus Abb. 5.9 immerhin, daß der visuell sichtbare Schweif eine maximale Länge von etwa 4° Ende April und ein zweites Maximum von etwa 2.5° Anfang Juni erreichte. Letzteres war das Ergebnis eines kurzfristigen Staubausbruchs (Kammerer 1993). Bei der letztlichen Festlegung der scheinbaren Schweiflänge für einen bestimmten Zeitpunkt sollte man sich zwar nicht an extremen Schätzungen, wohl aber an den größten Schätzungen innerhalb der Masse der Beobachtungen orientieren.

Die absolute Schweiflänge L (in km) ergibt sich aus der beobachteten Schweiflänge l (in Grad) wie folgt:

$$L = \frac{r\Delta \sin l}{R \sin(E+l) - \Delta \sin l} \cdot 1.5 \cdot 10^8 \,\mathrm{km} \tag{5.23}$$

Dabei ist Δ die Distanz des Kometen von der Erde und r die Entfernung zur Sonne in AE. R ist die Distanz Erde–Sonne, die in den meisten Fällen zu 1 AE gesetzt werden kann. Die Elongation E des Kometenkopfes zur Sonne errechnet sich gemäß:

$$\cos E = \frac{R^2 + \Delta^2 - r^2}{2R\Delta} \tag{5.24}$$

Wem dies zu aufwendig ist, der kann für Kometen mit Schweiflängen unter 10° auch die folgende Näherungsformel benutzen:

$$L[\mathrm{km}] = \frac{l[\mathrm{Grad}] \cdot 0.017 \cdot \Delta}{\sqrt{1 - \frac{(r^2+\Delta^2-1)^2}{(2r\Delta)^2}}} \cdot 1.5 \cdot 10^8 \,\mathrm{km} \tag{5.25}$$

Bei diesen Formeln wird die perspektivische Verkürzung, die ja durch die Projektion an die Himmelssphäre praktisch immer vorhanden ist, berücksichtigt. Angenommen wird dabei, daß der Schweif in Antisolarrichtung zeigt, was bei Gasschweifen so gut wie immer der Fall ist.

Abbildung 5.10 zeigt die zeitliche Entwicklung der absoluten Schweiflänge beim Kometen Austin (1990 V). Demnach erreichte die Schweiflänge Ende April eine maximale Länge von 8 Mill. km. Das zweite, höhere, Maximum Ende Juni ist nicht reell. Zu jener Zeit strebte der Phasenwinkel rasch gegen Null, so daß bereits kleine Abweichungen von der Antisolarrichtung – die gerade bei einem Staubschweif nicht außergewöhnlich sind – das Ergebnis stark beeinflussen. Unter dem Phasenwinkel versteht man den Winkel Sonne-Komet-Erde, was der Elongation der Erde am Kometenhimmel entspricht: bei einem Phasenwinkel um 0° sehen wir den Schweif praktisch von vorne.

5.5.5 Koma-Kondensationsgrad (DC) und Positionswinkel

Mit der DC-Skala kann eine Aussage darüber gemacht werden, wie stark eine Koma zum Zentrum hin konzentriert ist. Eine exakte Definition der 10 Stufen der DC-Skala ist bis heute noch nicht erfolgt. Dies ist ein wichtiger Grund für die doch relativ große Streuung, welche die Einzelschätzungen des DC-Wertes aufweisen. Aus Abb. 5.11 wird aber immerhin deutlich, daß Komet Austin zunächst ein mäßig kondensiertes, um das Perihel herum ein stark kondensiertes Objekt war. Danach wurde die Koma, auch aufgrund der Annäherung an die Erde, schnell sehr diffus. Eine weitere wichtige Ursache der großen Streuung ist das verwendete Instrument. Je grö-

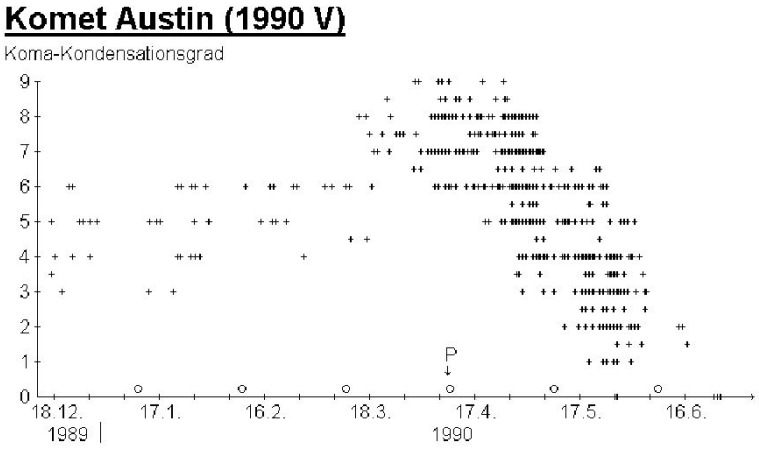


Abb. 5.11: Entwicklung des Koma-Kondensationsgrades (DC-Wert) beim Kometen Austin (1990 V) während seiner Sichtbarkeit

ßer die Öffnung, umso deutlicher tritt die diffuse äußere Koma hervor, was zu einem geringeren DC-Wert führt. Je höher allerdings die Vergrößerung, desto weniger Teile der äußeren Koma sind erkennbar – der DC-Wert wird höher eingeschätzt. Somit ist es empfehlenswert, bei einer Auswertung wiederum nur bestimmte Instrumentenklassen bzw. Vergrößerungen zu betrachten, um zu einigermaßen einheitlichen Aussagen zu gelangen (was für Abb. 5.11 nicht geschah). Schließlich führte in der Vergangenheit auch die Existenz einer zentralen Kondensation (”false nucleus”) häufig zu unterschiedlichen Einstufungen. Unterschiedliche Beobachtungsbedingungen spielen demgegenüber eine untergeordnete Rolle.

Bei dieser Größe ist die Verwendung von gleitenden Mittelwerten (siehe Abschnitt 5.6.3) sehr empfehlenswert, insbesondere im Fall, daß für die Auswertung nur bestimmte Instrumentenkombinationen verwendet werden.

Die zweite in diesem Abschnitt zu behandelnde Größe, der Positionswinkel eines hoffentlich vorhandenen Schweifs, dürfte nur in seltenen Fällen etwas Interessantes liefern. Am hilfreichsten ist er bei der Unterscheidung von Gas- und Staubschweif. Die linearen Gasschweife weisen praktisch immer ziemlich genau weg von der Sonne. Der Positionswinkel eines Staubschweifs kann dagegen erkennbar von der Antisolarrichtung abweichen; weitere Merkmale sind seine relative Breite (meßbarer Öffnungswinkel) und die häufig etwas gebogene Form. In Einzelfällen kann der Öffnungswinkel eines Staubschweifs beträchtlich werden (mehr als 90°). Wird er größer als 20°, so sollte er unbedingt bestimmt werden.

Ein Diagramm des Positionswinkels weist für einen sehr schwachen Schweif ebenfalls große bis sehr große Streuungen auf. Ist ein Schweif in mittleren Instrumenten dagegen halbwegs gut sichtbar, stellen die Streuungen kein größeres Problem mehr dar.

Interessant wird der Positionswinkel, sofern der Kometenschweif plötzlich seine Richtung ändert, oder es zu einem Schweifabriß kommt. Im letzteren Fall weist der sich neu ausbildende Schweif oftmals einen zunächst etwas anderen Positionswinkel auf.

Noch interessanter sind die sehr raschen Änderungen der Positionswinkel einzelner Schweifstrahlen (”Streamer”). Aus den zeitlichen Veränderungen des Positionswinkels können Fachastronomen Aussagen über das Magnetfeld, die Geschwindigkeit des Sonnenwindes am Ort des Kometen und die Abströmgeschwindigkeiten der Moleküle von der Kernoberfläche gewinnen.

5.6 Methoden zur weiteren Reduzierung der Streuung

Trotz mancherlei Korrekturen auf Standardinstrumente bzw. dem Aussondern von Fehlwerten bleibt die Streuung der Einzelschätzungen unbefriedigend groß. Generell nimmt sie von der Helligkeit über den Positionswinkel, den DC-Wert, den Komadurchmesser und schließlich die Schweiflänge zu. In den letzten Jahren wurden verschiedene Methoden entwickelt oder vorgeschlagen, um die Streuung zu verringern und damit zu aussagekräftigeren Ergebnissen zu gelangen. Die wichtigsten werden nachfolgend vorgestellt.

5.6.1 Verwendung ausgewählter Beobachter

Hinter dieser Methode steht die Überlegung, daß ein erfahrener Beobachter im Durchschnitt weniger Fehler macht, was die Verwendung geeigneter Instrumente und Schätzsterne, den optimalen Standort und vorteilhafte Himmelsbedingungen anbetrifft. Hinzu kommt die Erfahrung in der Anwendung der internationalen Methoden.

All diese Punkte lassen insgesamt den Schluß zu, daß die Streuung zwischen erfahrenen Beobachtern geringer ausfallen sollte, ihren Schätzungen mithin eine größere Vertrauenswürdigkeit zukommt, was im allgemeinen auch der Fall ist.

Allerdings muß man sich auch der Grenzen dieser Methode bewußt sein: so kann die derart reduzierte Datenmenge zu Zeiten, in denen die ausgewählten Beobachter aus unterschiedlichen Gründen nur wenige Beobachtungen lieferten, sehr klein werden, so daß interessante Ereignisse in solchen Phasen verloren gehen können. Desweiteren machen natürlich auch erfahrene Beobachter Fehler, ganz abgesehen davon, daß auch innerhalb dieser Personengruppe nicht zu unterschätzende systematische Abweichungen nachweisbar sind. All diese Überlegungen zusammengenommen erfordern zwingend, daß zumindest eine größere Zahl erfahrener Beobachter in die Auswertung einbezogen wird.

Aufgrund der systematischen Abweichungen auch innerhalb der erfahrenen Beobachter wird die Anwendung dieser Methode die Streuung in den Einzelschätzungen insgesamt nur in mäßiger, manchmal aber entscheidender Weise reduzieren.

5.6.2 Verwendung ausgewählter Instrumentenkategorien

Nach einer vom Autor vorgeschlagenen Methode sollten für die Auswertung insbesondere der Parameter Komadurchmesser, Schweiflänge und DC-Wert nur Schätzungen herangezogen werden, die innerhalb eines bestimmten Öffnungs- bzw. Vergrößerungsbereichs liegen oder mit einer bestimmten Instrumentenart durchgeführt wurden. Damit würden nur die mit den optimalen Instrumenten durchgeführten Schätzungen ausgewertet, bzgl. der Helligkeit wären Korrekturen auf ein Standardinstrument nicht erforderlich.

Für einen etwa 6^{m} hellen Kometen mit einer $2'$ großen Koma kommen für die Auswertung der Helligkeit beispielsweise Schätzungen mit Ferngläsern von etwa 30 mm bis 100 mm in Betracht, während für die Auswertung des Komadurchmessers Schätzungen mit Reflektoren bzw. lichtstarken Refraktoren unter Verwendung der optimalen Vergrößerung (etwa bis zum Dreifachen des Objektivdurchmessers in cm) berücksichtigt werden.

Die Schwierigkeit dieser Methode liegt in der Tatsache begründet, daß sich einzelne Parameter während der Beobachtungsperiode in vielen Fällen so stark ändern, daß verschiedene Instrumentenkategorien eingesetzt werden müssen. In diesen Fällen sind Zeitpunkte festzulegen, an denen sich die Definition der für die Auswertung auszuwählenden Instrumentenkategorie ändert. Naturgemäß werden die Schätzungen vor und nach einem derartigen Zeitpunkt keinen stetigen Verlauf zeigen, sondern einen mehr oder weniger großen Sprung aufweisen. Dieser kann eventuell durch Korrekturterme eliminiert werden, die Anwendbarkeit solcher Korrekturterme wurde allerdings bislang nicht ausreichend untersucht. Eine andere Möglichkeit, Sprünge zu vermeiden ist der graduelle Übergang von einer Instrumentenkategorie zur nächsten innerhalb eines bestimmten Zeitintervalls.

Auf jeden Fall erfordert die Anwendung dieser Methode einigen manuellen Aufwand, der im Fall einer notwendigen Definition mehrerer Instrumentenkategorien rasch sehr groß werden kann.

5.6.3 Gewichtete gleitende Mittelwerte

Diese Methode wurde vom Autor aus der Zeitreihenanalyse abgeleitet. Grundgedanke ist die Überlegung, daß es keinen Beobachter gibt, der die reale Entwicklung der Kometenparameter

exakt wiedergibt. Die einzig fixe Basis jeder Auswertung ist die gesamte Zahl an Einzelschätzungen, aus der die mittlere Entwicklung abgeleitet werden muß.

Eine wichtige Bedingung ist allerdings die, daß nicht grundsätzlich jede Beobachtung berücksichtigt werden sollte. Wie bereits in Abschnitt 5.3 ausgeführt, ist es nicht sinnvoll, Schätzungen mit einzubeziehen, die deutlich von der Masse der Beobachtungen abweichen.

Aus der dermaßen bereinigten Datengrundlage werden *gewichtete gleitende Mittelwerte* berechnet (Abb. 5.12). Die Anzahl der Tage, über die die Mittelung erfolgt, wird durch das Auswertungsziel bestimmt. Allgemein gilt: Je mehr Tage berücksichtigt werden, umso glatter wird der Verlauf der Mittelwerte ausfallen, umso besser wird somit die globale Entwicklung wiedergegeben. Auf der anderen Seite können in diesem Fall kurzfristige Änderungen aber nicht mehr wiedergegeben werden. Bei der Festlegung ist selbstverständlich zu beachten, daß die Zahl der in den Mittelwert eingehenden Tage *wesentlich* kleiner sein muß als der Gesamtbeobachtungszeitraum! Der

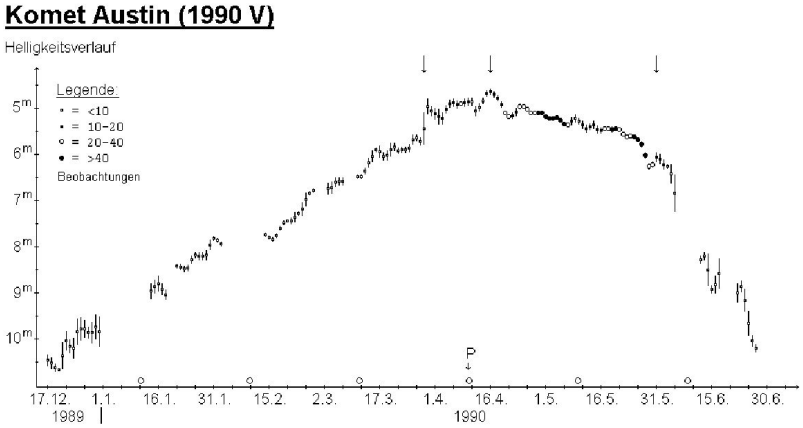


Abb. 5.12: Gewichtete gleitende 3-Tages-Mittel der Helligkeit beim Kometen Austin (1990 V). Signifikante kurzfristige Änderungen sind durch Pfeile markiert

Autor hat bislang gewichtete gleitende 3-Tages-Mittel benutzt, wobei eine 1:2:1–Gewichtung vorgenommen wurde. Die entsprechenden Formeln lauten:

$$\bar{x}_i = \frac{\sum_{k=1}^{N_{i-1}} x_{i-1,k} + 2\sum_{k=1}^{N_i} x_{i,k} + \sum_{k=1}^{N_{i+1}} x_{i+1,k}}{N_{\text{gew}}} \quad \text{Gew. gleitender Mittelwert} \tag{5.26}$$

$$\sigma_i = \sqrt{\frac{v_{i-1} + 2v_i + v_{i+1}}{N_{\text{gew}}(N_{\text{ges}} - 1)}} \quad \text{Standardabweichung von } \bar{x}_i \tag{5.27}$$

Dabei gilt:
$x_{i,k}$ = k-te Schätzung am i-ten Tag
N_i = Anzahl der Schätzungen am Tag i
$N_{\text{gew}} = N_{i-1} + 2N_i + N_{i+1}$
$N_{\text{ges}} = N_{i-1} + N_i + N_{i+1}$
$v_i = \sum_{k=1}^{N_i} (x_{i,k} - \bar{x}_i)^2.$

Dies bedeutet, daß der aktuelle Tag mit doppeltem, der vorangehende bzw. nachfolgende Tag dagegen mit einfachem Gewicht in den Mittelwert eingeht. Die angegebene Gewichtung der einzelnen Tage ist nicht verbindlich, sondern wiederum abhängig vom Ziel der Auswertung. Die zeitliche Auflösung der mit obiger Formel berechneten Mittelwerte beträgt etwa 1.5 Tage.

Aus dem bisher Dargestellten folgt bereits der Hauptnachteil dieser Methode. Sie kann mit vertretbarem Aufwand nicht mehr manuell durchgeführt werden, sondern erfordert einen Computer. Zudem bedürfen die Mittelwertsdiagramme einer *sorgfältigen* Analyse.

Die gewichteten gleitenden Mittelwerte sind zur Darstellung der allgemeinen Entwicklung bzw. zur Aufdeckung eventuell vorhandener kurzfristiger Änderungen von Helligkeit, Positionswinkel und DC-Wert sehr geeignet. Weniger aussagekräftig sind sie beim Komadurchmesser und der Schweiflänge, da bei diesen beiden Größen die Zahl der zu geringen Schätzungen wie bereits erwähnt meist deutlich größer als die Zahl der zu großen Schätzungen ist. Der allgemeine Trend kann jedoch auch bei diesen beiden Kometenparametern dargestellt werden. Zur Berechnung von Helligkeitsformeln sollten, aufgrund der deutlich größeren Zahl an verfügbaren Werten, jedoch stets die Einzelschätzungen herangezogen werden.

Mittelwerte können stets und über jede Art von Daten gebildet werden. Jeder mit Statistik und Auswertung befaßte Amateur weiß allerdings um die Problematik von Mittelwerten. In diesem Zusammenhang stellt sich zunächst einmal die Frage, ob die Schätzungen verschiedener Beobachter mit verschiedenen Instrumenten und Himmelsbedingungen überhaupt gemittelt werden dürfen. Diese Frage kann nicht allein aus theoretischen Überlegungen heraus entschieden werden. Entscheidender ist, ob die Mittelwerte Ereignisse sichtbar werden lassen, die von anderer (evtl. fachastronomischer) Seite her nachgewiesen wurden. Wie der Autor wiederholt zeigen konnte (z.B. Kammerer 1989, 1992 und Abb. 5.13), trifft dies für die gewichteten gleitenden 3-Tages-Mittel zu.

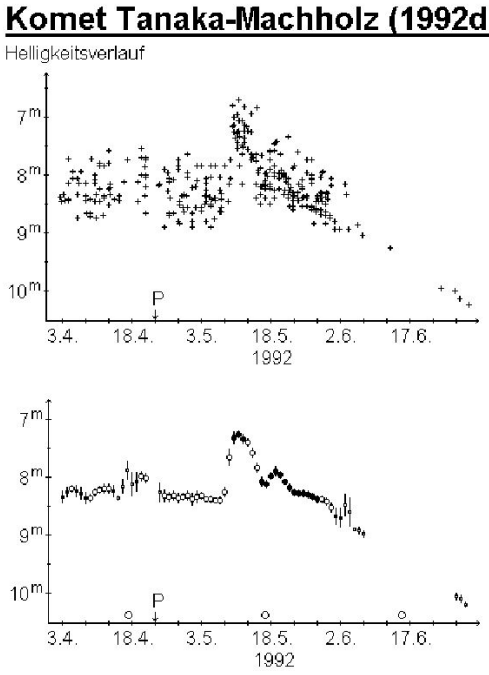


Abb. 5.13: Helligkeitsentwicklung des Kometen Tanaka-Machholz (1992d): a) selektierte Einzelschätzungen, b) gewichtete gleitende 3-Tages-Mittel. Erst die Mittelwerte bestätigen zweifelsfrei den am 9. Mai 1992 beobachteten raschen Helligkeitsanstieg des Kometen mit einer Amplitude von 1.2^m. Bezüglich der Bedeutung der Symbole siehe Abb. 5.12

Eine weitere Problematik von Mittelwerten liegt im Informationsverlust. Dieser ist in der Hauptsache für Fehl- und Überinterpretationen verantwortlich und sollte daher möglichst klein gehalten werden. Um dies zu erreichen, muß neben den Mittelwerten stets zusätzlich die Standardabweichung und die Anzahl der in den Mittelwert eingegangenen Schätzungen angegeben/dargestellt

werden. Letztere Angabe ist sehr wichtig, da eine kleine Standardabweichung nur dann auch eine hohe Verläßlichkeit besitzt, wenn sie aus einer großen Zahl an Beobachtungen resultiert. Ein Anstieg der Mittelwerte (bei gleichzeitig kleiner Standardabweichung) kann z.B. von wenigen, nahe beieinander liegenden systematisch zu großen Schätzungen vorgetäuscht sein. Erst wenn eine Reihe von Mittelwerten die Standardabweichung im betreffenden Zeitraum übersteigt und aus einer großen Zahl an Beobachtungen ermittelt wurde, besteht eine hohe Wahrscheinlichkeit, daß der Anstieg reell ist. In diesem Fall ist für den entsprechenden Zeitabschnitt aber zusätzlich die Verteilung und Herkunft der Schätzungen zu prüfen. Ergibt eine solche Prüfung, z.B. im Fall eines signifikanten Anstiegs, daß ein hoher Prozentsatz der in den betreffenden Mittelwert eingegangenen Schätzungen von einem Beobachter stammt, so ist die Realität des Anstiegs fraglich.

In Abbildung 5.12 sind drei signifikante kurzfristige Änderungen erkennbar: am 29.3. (steiler Anstieg um 0.6^{m}), Mitte April (langsamer Anstieg um 0.45^{m}) und, in Abb. 5.12 weniger deutlich, Ende Mai (steiler Anstieg um 0.75^{m}). Unter Berücksichtigung der genannten Gesichtspunkte ergibt sich folgende Interpretation: Auffallend ist zunächst, daß die Mittelwerte etwa vom 20.3. bis zum 20.4. einen insgesamt sehr unruhigen Verlauf zeigen. Dies wird verständlich, wenn man sich vergegenwärtigt, daß Komet Austin etwa während dieses Zeitraums weltweit nur in der Dämmerung in geringen Höhen beobachtbar war. Aus diesem Grund ist die Realität des abrupten Anstiegs am 29.3. (der zudem nur von einer kleinen Zahl an Schätzungen gestützt wird) und der Welle Mitte April sehr zweifelhaft. Anders sieht die Sachlage für den insgesamt größten kurzfristigen Helligkeitsanstieg Ende Mai aus. Dieser tritt allerdings erst bei Betrachtung der Entwicklung der heliozentrischen Helligkeit deutlich hervor, da er in Abbildung 5.12 von dem rapiden Helligkeitsrückgang aufgrund der seit dem 25.5. rasch zunehmenden Distanz des Kometen zur Erde überlagert wird. In jenen Tagen war der Komet optimal am Himmel positioniert und wurde noch von einer ausreichenden Zahl an Beobachtern verfolgt. Da dieser Helligkeitsanstieg zudem mit dem bereits erwähnten Staubausbruch zusammenfällt, dürfte er mit größter Wahrscheinlichkeit reell sein. Leider brechen kurz darauf die Beobachtungen ab, so daß nicht ganz klar wird, ob es sich um einen kurzfristigen oder dauerhaften Helligkeitsanstieg handelte - die wenigen Beobachtungen in den Folgewochen deuten aber eher auf letzteres hin.

5.6.4 Kombination der genannten Methoden

Keine der genannten Methoden kann für sich allein genommen die Streuung in den Schätzungen in optimaler Weise reduzieren. Aus diesem Grund ist eine Kombination der Methoden empfehlenswert. So sollte man bei einer genügend großen Datenbasis die Schätzungen einer größeren Zahl erfahrener Beobachter verwenden. Sofern Kometenparameter während der Sichtbarkeit stark variierten, ist es ratsam, Zeitabschnitten optimale Instrumentenkategorien zuzuordnen und nur Schätzungen, die mit dieser instrumentellen Ausrüstung durchgeführt wurden zu verwenden. Schließlich kann, unter Berücksichtigung der in Abschnitt 5.6.3 genannten Gesichtspunkte, die allgemeine Entwicklung von Helligkeit, DC-Wert und Positionswinkel gut mit Mittelwerten dargestellt und nach kurzfristigen signifikanten Änderungen gesucht werden. Bezüglich Komadurchmesser und Schweiflänge können hiermit zumindest qualitative Aussagen über die Entwicklung gemacht werden. Eventuell ergeben Vergleiche zweier Kometengrößen (z.B. Helligkeit und DC-Wert) weitere interessante Zusammenhänge.

5.7 Zusammenfassung

Die Auswertung visueller Kometenbeobachtungen ist ein sehr vielseitiges Betätigungsfeld. Häufig treten überraschende und aus den Beobachtungsdaten zunächst kaum erkennbare Ereignisse (z.B. kurzfristige Helligkeitsausbrüche bzw. Knicke in der Lichtkurve) zu Tage. Was die Gesamthelligkeit eines Kometen anbetrifft, so ist die visuelle Schätzung bislang die einzige Möglichkeit, diese Größe überhaupt zu bestimmen. Entsprechend wichtig, auch für den Vergleich mit historischen Kometenerscheinungen, ist die Ermittlung der Helligkeitsparameter. Die Berechnung der Kometenparameter, wie z.B. der absoluten Helligkeit oder des absoluten Kometendurchmessers ermöglicht es überhaupt erst, Kometen physikalisch vergleichen zu können.

Das Kapitel hat aber auch die Schwierigkeiten deutlich gemacht, mit denen der Auswerter zu kämpfen hat, welche in der Hauptsache durch die große Streuung der Schätzungen zustande kommen. Diese über geeignete Verfahren zu verringern und damit die Aussagekraft der Auswertung visueller Kometenschätzungen zu erhöhen, wird in der Zukunft eine wichtige Aufgabe sein.

Literaturverzeichnis

[1] Bobrovnikoff, N. (1947): Observation of the Brightness of Comets. *Popular Astronomy* 49, No.9.

[2] Bouma, R.J. (1987): Die Lichtkurve von P/Halley: Eine Auswertung aus Amateurbeobachtungen. *Kometen – Planetoiden – Meteore* 5, 30–37.

[3] Green, D.W.E. & Morris, C.S. (1987): The visual brightness behavior of P/Halley during 1981–1987. *Astron. Astrophys.* 187, 560–568.

[4] Edberg, S.J. & Morris, C.S. (1986): Observational Factors affecting Studies of Comet P/Halley's visual light curve. *International Halley Watch*. Jet Propulsion Laboratory. California Institute of Technology.

[5] Hübner, W.F. (1965): Über die Gasproduktion der Kometen. *Zeitschrift für Astrophysik* 63, 22–34.

[6] Kammerer, A. (1988): Der Periheldurchgang des Kometen P/Halley 1985/86. Auswertung aller bei der VdS-Fachgruppe Kometen eingegangenen visuellen Beobachtungen. *Sterne und Weltraum* 27, Teil 1: 466–470, Teil 2: 608–613.

[7] Kammerer, A. (1992): A new approach to the analysis of visual comet observations. In: *Proceedings of the First Meeting of European Planetary and Cometary Observers (MEPCO'92)*.

[8] Kammerer, A. (1993): Das "Monsterkometle" Austin $1989c_1$. *Sterne und Weltraum* 32, 142–144.

[9] Kirsch, K. (1987): Zur Normierung visueller Helligkeitsschätzungen von Kometen. *Die Sterne* 63, Heft 6, 358–363.

[10] Morris, C.S. (1973): On Aperture Correction for Comet Magnitude Estimates. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 85, 470–473.

[11] Morris, C.S. (1986): P/Halley's Light Curve: some initial thoughts. *International Comet Quarterly* 8, 7–8.

6 Die photographische Beobachtung

M. Achternbosch, A. Kammerer und J. Linder

6.1 Einleitung

Die Kometenphotographie besitzt gegenüber der visuellen Beobachtung eine Reihe von Vorteilen. Zunächst einmal können auf photographischem Wege dank der ”lichtsammelnden” Eigenschaft der Photoschicht deutlich mehr Kometen beobachtet werden, als dies visuell möglich ist. Desweiteren sind photographisch wesentlich mehr Details erkennbar; insbesondere der meist lichtschwache Schweif zeigt häufig erst auf Photographien Strukturen oder ist gar nur photographisch nachweisbar. Mit geeigneten Filtern können der Gas- und Staubanteil isoliert und seine Verteilung festgehalten werden. Und mit großen Brennweiten ist es möglich, kernnahe Phänomene, wie Jets, Kernschatten oder Enveloppen, abzubilden.

Neben dem Nachweis lichtschwacher Strukturen bietet die Photographie zwei weitere entscheidende Vorteile: Zum einen besitzt sie bezüglich Lagegenauigkeit und Formtreue von erfassten Strukturen eine im Vergleich zu visuellen Beobachtungen – die stets ein subjektives Element enthalten – hohe Genauigkeit. Zum anderen stellt sie eine Jahrzehnte bis Jahrhunderte überdauernde Dokumentationsform mit einem immensen – oft erst Jahre später vollständig ermittelten – Informationsinhalt dar.

Allerdings gibt es auch Nachteile: so stellt die Kometenphotographie im Vergleich zur visuellen Beobachtung erhöhte Anforderungen an den Beobachter und seine Ausrüstung. Das Ausnutzen einer größeren Wolkenlücke, visuell relativ problemlos, ist für den Kometenphotographen schwierig bis unmöglich. Schließlich zeigt sich die visuelle Beobachtung der Kometenphotographie noch in einem anderen Punkt überlegen: weist das Beobachtungsobjekt eine hohe Dynamik in der Intensitätsverteilung auf, so ist das menschliche Auge der photographischen Emulsion bei der Erfassung von Details noch immer deutlich überlegen. Photographisch

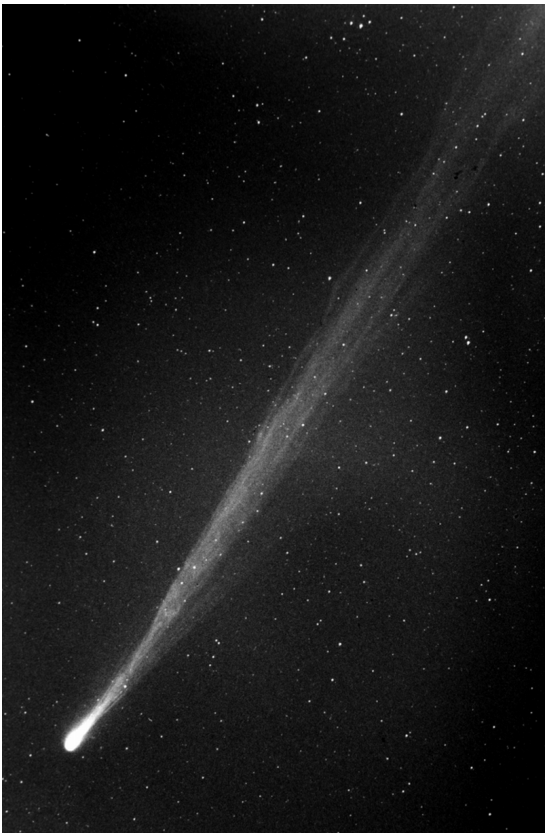


Abb. 6.1: Der Komet Aarseth-Brewington ($1989a_1$) am 18.12.1989, 4:58–5:03 UT. Aufnahme mit Schmidtkamera 1.5/300 mm auf TP 2415 hyp. Photo: M. Jäger

können Details in diesen Fällen nur über den Umweg mehrerer Aufnahmen mit unterschiedlichen Belichtungen und Brennweiten oder mit aufwendiger Laborarbeit sichtbar gemacht werden.

Ziel dieses Kapitels ist es nicht, in die Astrophotographie einzuführen. Vielmehr sollen primär Gesichtspunkte, die für die Kometenphotographie wesentlich sind, näher beleuchtet werden. Allgemeine astrophotographische Punkte werden daher nur knapp behandelt und der Leser ansonsten auf die umfangreiche astrophotographische Literatur verwiesen.

6.2 Die photographische Optik

In der Astrophotographie kommen sowohl Teleobjektive in Verbindung mit Kleinbild- oder Mittelformatkameras zum Einsatz als auch spezielle Astrographen (z.B. Schmidtkameras, Flatfieldkameras). Eine andere Möglichkeit ist die Verwendung eines Teleskops im Primärfokus oder mit reduzierter Brennweite. Welche Optik für einen speziellen Kometen optimal ist, hängt von verschiedenen Faktoren ab. Hierbei ist zu berücksichtigen, daß sich die photographische Kometenbeobachtung durch folgende Besonderheiten auszeichnet:

- Kometen haben eine Eigenbewegung relativ zu den Fixsternen.
- Es handelt sich bei helleren Kometen in der Regel um sehr ausgedehnte Objekte: Oft haben helle Kometen Schweiflängen von mehreren Grad.
- Details in den Schweifen sind sehr lichtschwach. Ihre Beobachtung benötigt eine lichtstarke Optik mit einem hohen Auflösungsvermögen.
- Für kernnahe Strukturen müssen Brennweiten über 1000 mm verwendet werden.

6.2.1 Wesentliche Faktoren für die Auswahl einer Optik

Hier ist zunächst einmal der *Abbildungsmaßstab* der Optik zu nennen. Dieser kann aus der Formel

$$\tan\alpha = \frac{a}{f} \tag{6.1}$$

ermittelt werden. Hierbei ist α der scheinbare Winkel in Grad, unter dem das Objekt am Himmel erscheint, a die Bildgröße des Objekts auf der Photoplatte und f die Brennweite der Optik, beides in derselben Einheit.

Ein weiterer wesentlicher Faktor für die Wahl der optimalen Optik ist die *erreichbare Grenzgröße*. Nach Koch (1995) kann diese für flächenhafte Objekte durch die Formel

$$m_{\mathrm{ges}} = 2.5 \cdot p \cdot \log t + 5 \cdot \log N + 2.5 \cdot \log S - 2.5 \cdot \log k - 11.75^{\mathrm{m}} - 2.5 \cdot \log A + m_{\mathrm{H}} \tag{6.2}$$

abgeschätzt werden. Hierbei ist m_{ges} die Objektgesamthelligkeit, p der Schwarzschildexponent, t die Belichtungszeit (in Sekunden), N das Öffnungsverhältnis, S die Filmempfindlichkeit (in ASA), k der Filterfaktor (reziproker Transmissionskoeffizient des Filters), A die Fläche des abgebildeten Nebels (in Quadratgrad) und m_{H} die Helligkeit des Himmelshintergrunds in (mag pro Quadratgrad). Für die letztgenannte Größe gilt bei dunklem Himmel 4^{m}/Quadratgrad, in Stadtnähe 2^{m}/Quadratgrad und mehr.

Die obige Formel gilt für den Fall, daß die Belichtungszeit kleiner als die *maximal mögliche Belichtungszeit* t_{max} ist, welche nach Koch (1995) ermittelt werden kann über die Formel

$$t_{\mathrm{max}} = C \cdot N^{2/p} \tag{6.3}$$

mit N dem Öffnungsverhältnis, p dem Schwarzschildexponenten und C einem Proportionalitätsfaktor, der von der Himmelshelligkeit und filmspezifischen Daten wie etwa der Empfindlichkeit S abhängt. Für den letzten Faktor gibt Martinez 1985 den Faktor $(800/S)^{1.25}$ an.

6.2.2 Kurzbrennweitige Optiken

Bei hellen, ausgedehnten Kometen können Teleobjektive von Spiegelreflexkameras recht gute Ergebnisse produzieren. Allerdings wird der Detailreichtum durch die kleine Öffnung der Optik eher gering sein. Vor allem bei Kometen mit sehr langen Schweifen (wie bei C/1996 B2 (Hyakutake)) sollten auch Weitwinkelobjektive (im Extremfall bis hin zum Fischauge) eingesetzt werden, um die ganze Dimension des Schweifs dokumentieren zu können. Kleine Blendenzahlen ermöglichen kurze Belichtungszeiten, die eine indirekte Nachführung in den allermeisten Fällen entbehrlich machen.

Das Standard-Filmformat für Kleinbildkameras beträgt 24×36 mm, das von Mittelformatkameras 6×6 cm bzw. 6×9 cm. Damit ergeben sich nach Formel 6.1 die in Tabelle 6.1 angegebenen Bildfelder.

Tab. 6.1: Aufnahmebrennweite und Bildfeld (in Grad)

Brennweite	24×36 mm	6×6 cm	6×9 cm
28 mm	46×65	–	–
50 mm	27×40	–	–
135 mm	10×15	25×25	25×37
200 mm	7×10	17×17	17×25
400 mm	3×5	8×8	8×13

6.2.3 Astrographen

Aus den besonderen Anforderungen an die Kometenphotographie ergibt sich, daß die am besten geeignete Optik ein Instrument mit sehr großer Öffnung (für hohes Auflösungsvermögen), gepaart mit einem extrem hohen Öffnungsverhältnis (für kurze Belichtungszeiten) darstellt. Die Brennweite sollte nicht zu groß sein, da sonst nur die komanahen Schweifbereiche abgebildet werden. Alle diese Eigenschaften erfüllt in idealer Weise eine Schmidtkamera.

Schmidtkameras haben allerdings auch zwei Nachteile: zum einen können sie ausschließlich photographisch eingesetzt werden. Zum anderen bedingt der sphärische Hauptspiegel eine sphärische Fokalfläche, d.h. das Filmstück muß in eine speziell gekrümmte Kassette eingelegt werden. Bekannte Schmidtkameras kommen von Celestron (1.6/225 mm, 1.5/300 mm) und seit einigen Jahren von Keller und Schmidbauer.

Neben den Schmidtkameras können für die Kometenphotographie auch lichtstarke Flatfield-Kameras eingesetzt werden (wie z.B. von Lichtenknecker 3.5/500 mm bzw. 4.0/760 mm), doch sind bei diesen Instrumenten merklich längere Belichtungszeiten notwendig, so daß die indirekte Kometennachführung (siehe Abschnitt 6.5.2) meist angewandt werden muß. Die Fokuseinstellung ist bei diesen Astrographen deutlich kritischer, da der Fokus wie bei einem gängigen Teleskop selbst gefunden werden muß (siehe Abschnitt 6.2.4).

6.2.4 Langbrennweitige Optiken

Kernnahe Strukturen sowie schwache Kometen können praktisch nur mit langbrennweitigen Optiken aufgenommen werden. Hierfür kommen Teleskope zum Einsatz, entweder im Pri-

Abb. 6.2: Schweifabriß beim Kometen 1P/Halley am 10.1.1986, 17:42–17:46 UT und 17:49–17:53 UT. Kompositaufnahme mit Schmidtkamera 1.5/300 mm auf TP 2415 hyp. Photo: M. Jäger

märfokus oder mit Fokalreduktor. Aufgrund der langen Belichtungszeiten muß die indirekte Kometennachführung praktisch immer angewandt werden.

Sehr kritisch ist die Fokussierung. Am besten eignet sich hierfür ein Spiegelreflexkameragehäuse, in das eine Feinmattscheibe (deren Körnung aber mit einer Sucherlupe noch sichtbar sein sollte, damit das Auge diese als Schärfeebene benutzen kann) eingesetzt werden kann (z.B. Olympus OM1-Gehäuse) und eine Sucherlupe mit hoher Vergrößerungsmöglichkeit (am besten ein kleines niederbrennweitiges Okular in eine gängige Sucherlupe einsetzen). Bei der Fokussierung wird am besten mit einem Rotlichtlämpchen vorne in die Optik hineingeleuchtet, damit die Körnung der Mattscheibe für das Auge besser zu erkennen ist.

6.3 Die photographische Emulsion

6.3.1 Photochemischer Prozeß

Der Strahlungsempfänger, die photographische Emulsion, setzt sich aus winzigen Mikrokristallen (sog. Körnern) lichtempfindlicher Silberhalogenide zusammen, die in einer dünnen Emulsionsschicht aus Gelatine eingebettet sind. Die Emulsionsschicht selbst ist auf einem dünnen Trägermaterial aufgebracht. Während einer Aufnahme verändern sich die belichteten Stellen chemisch – einzelne Silberhalogenidatome innerhalb der belichteten Körner wandeln sich in Silber um. Bei diesem Prozeß entstehen Latentbildkeime, die spontan weiter wachsen können. Mit Hilfe der beim Entwickeln und Fixieren eingesetzten chemischen Prozesse kann diese Veränderung der Kristalle sichtbar gemacht werden. Durch den Entwicklungsprozeß werden Körner, die Silberatome enthalten, durch geeignete Reduktionsmittel gänzlich in Silber umgewandelt. Im Fixierprozeß werden die restlichen Silberhalogenidkristalle herausgelöst (Koch & Sommer 1989).

Silberhalogenide können spezifisch für bestimmte Wellenlängenbereiche sensibilisiert und auf diese Weise Farbemulsionen erzeugt werden. Das Photomaterial besteht bei diesen aus drei getrennten Emulsionschichten unterschiedlicher spektraler Empfindlichkeit, die jeweils andere (farblose) Farbkuppler enthalten. Bei der Umwandlung eines Silberhalogenidatoms in Silber lagern sich diese Farbkuppler an das Silberatom an. Bei der Entwicklung werden die belichteten Körner wiederum in Silber umgewandelt, gleichzeitig aber die Farbkuppler eingefärbt. Durch den Fixierprozeß werden anschließend alle Silber- und Silberhalogenidatome entfernt, es bleiben nur noch die eingefärbten Farbkuppler erhalten (Koch & Sommer 1989).

6.3.2 Eigenschaften

6.3.2.1 Allgemeines

Die Quantenausbeute bei der Bestrahlung von Silberhalogeniden mit kurzwelligem Licht ($\lambda < 500\,\mathrm{nm}$) beträgt lediglich etwa 1% und geht zu längeren Wellenlängen hin drastisch zurück. Damit wird klar, daß Silberhalogenide nur im blauen Licht nutzbar sind. Die Wiedergabe roter und grüner Farben ist auf diese Weise nur unvollkommen möglich. Um auch

diese Farben befriedigend wiedergeben zu können, enthält die Emulsion Zusatzstoffe (spezielle Farbstoffe).

Photoemulsionen, die im blauen bzw. grünen Spektralbereich bis 580 nm empfindlich sind, werden *orthochromatisch* genannt; Emulsionen, die auch bei längeren Wellenlängen eine befriedigende Empfindlichkeit zeigen, heißen *panchromatisch*. Der TP 2415 von Kodak nimmt noch bei 700 nm Licht wahr.

Auf den Film trifft eine bestimmte *Beleuchtungsstärke E*. Das Maß für die Schwärzung wird durch das Verhältnis von auftreffender Intensität zu durchgelassener Intensität charakterisiert. Dieses Verhältnis wird als Opazität bzw. der Logarithmus hiervon als *Filmdichte* bezeichnet.

In dem Maße, in dem für die gleiche Filmdichte unterschiedliche Beleuchtungsstärken benötigt werden, ergeben sich unterschiedliche Empfindlichkeiten der Filme. Die *Filmempfindlichkeit S* wird in DIN oder ASA angegeben (Riepe 1995).

6.3.2.2 Schwarzschildeffekt

Die registrierte Belichtung des Filmaterials (”Schwärzung”) ist in einem bestimmten Bereich der Schwärzungskurve der Beleuchtungsstärke proportional. Der lineare Bereich ist allerdings relativ klein und liegt im Bereich 1/1000 s – 1 s. Bei Belichtungen über 1 s ist die Empfindlichkeit der Photoemulsion in der Regel keine Konstante mehr, sondern scheint mit zunehmender Belichtungsdauer immer weiter abzusinken – der Film ”ermüdet”. Grund ist der sogenannte Schwarzschildeffekt, der bewirkt, daß bei längeren Belichtungszeiten überproportional lange weiter belichtet werden muß, bevor eine gewünschte Steigerung der Schwärzung zustandekommt. Formelmäßig sieht das so aus:

$$E_1 \cdot t_1^p = E_2 \cdot t_2^p \tag{6.4}$$

Hierbei ist E die Beleuchtungsstärke, t die Belichtungszeit und p der Schwarzschildexponent, der bei den meisten Filmen zwischen 0.6 und 0.7 liegt. Es existieren aber auch Filme mit höherem Schwarzschildexponent, wie z.B. der S/W-Film T-Max 400 ($p = 0.9$) oder der Farbfilm Kodak Ektacolor Pro Gold 400, ebenfalls mit $p = 0.9$ (Koch & Sommer 1989).

6.3.2.3 Auflösungsvermögen

Das Auflösungsvermögen einer Photographie wird zum einen von der Optik, zum anderen von dem Auflösungsvermögen der Emulsion, der sogenannten Körnigkeit, bestimmt. Dabei gilt, daß die Körnigkeit in der Regel mit der Filmempfindlichkeit ansteigt. Bei der Verwendung hochempfindlicher Filme, wie in der Astronomie üblich, wird das Auflösungsvermögen einer Aufnahme eher durch die Körnigkeit der Emulsion bestimmt.

Das Auflösungsvermögen A (normalerweise in μm) der Optik errechnet sich gemäß der Formel

$$A = 1.22 \cdot \lambda \cdot \frac{f}{D} \tag{6.5}$$

mit λ der Wellenlänge in μm (ohne Filter: $\lambda = 0.55\,\mu$m), f der Brennweite und D dem Objektivdurchmesser, jeweils in cm (nach Riepe 1995).

Hochempfindliche Filme erkennen Details in der Größenordnung 25–30 μm (330–400 Linien/mm). Feinkörnige Fime trennen 400–500 Linien/mm. Der in der Astronomie vielfach verwendete TP 2415 (100 ASA) kann je nach Belichtung zwischen 125 und 320 Linien/mm auflösen, der T-MAX 400 (400 ASA) 50 bis 125 Linien/mm (Koch & Sommer 1989).

Schließlich muß der *Kontrast* erwähnt werden. Aufgrund der Tatsache, daß Details in Kometen meist kontrastarm ist, sollte mit hart arbeitenden, kontrastreichen Emulsionen gearbeitet werden.

6.3.3 Hypersensibilisierung

Die Hypersensibilisierung ist ein Verfahren, mit dem nicht etwa die Grundempfindlichkeit des Filmmaterials erhöht, sondern vielmehr der Schwarzschildexponent p gesteigert wird. Hierfür wird ein druck- und vakuumsicherer Behälter benötigt, in dem der Film im Dunkeln auf eine Entwicklerspule aufgezogen und eingelegt und der daraufhin (mit Hilfe einer Wasserstrahl- oder Ölpumpe) evakuiert werden kann. Danach werden entweder reiner Wasserstoff oder sog. Forminggas (92% Stickstoff und 8% Wasserstoff) eingefüllt.

Die Hypersensibilisierung mit reinem Wasserstoffgas ist einfacher durchzuführen, da diese notfalls ohne Temperaturregelung (mit ist aber dennoch besser) bei Raumtemperatur und einem Druck zwischen 1 und 1.2 bar (= 0.2 bar Überdruck) durchgeführt werden kann. TP 2415 von Kodak benötigt mit diesem Verfahren eine Behandlungsdauer von 1–3 Tagen. Ein weiterer Vorteil von Wasserstoffgas ist der, daß der Film danach praktisch keinen bzw. nur einen geringen Grundschleier zeigt. Der große Nachteil liegt in der hohen Explosionsgefahr von reinem Wasserstoffgas, weshalb unter strikter Beachtung der Sicherheitsvorschriften gearbeitet werden muß.

Mit Forminggas müssen die Filme unter Verwendung eines Thermostaten bei einer Temperatur von 55–60 °C zwischen 4 und 24 Stunden behandelt werden. Der geeignetste S/W-Film ist auch hier der TP 2415.

Auch Farbfilme können gut hypersensibilisiert werden, z.B. Ektachrome 200, Ektar-25 bzw. Ektar-1000, doch kann es z.T. zu starken Farbverschiebungen kommen.

Allgemein gilt: jeder Film hat seine eigenen Einstellparameter bezüglich Druck und Zeit. Hypersensibilisierte Filme sind sehr temperaturempfindlich und müssen unbedingt tiefgekühlt und trocken (die Verwendung von Trockenmitteln wird empfohlen) aufbewahrt werden. Ein weiterer Nachteil ist, daß sich hypersensibilisierte Filme mit dünnen Trägern gerne krümmen, vor allem in feuchten Nächten. Abhilfe kann hier ein kleineres Öffnungsverhältnis (mit entsprechend größerer Tiefenschärfe) oder – insbesondere bei niedrigen Blendenzahlen der Kamera – die Verwendung einer Ansaugvorrichtung bringen.

Eine eingehende Beschreibung der Hypersensibilisierungstechnik findet sich in Koch & Sommer 1989.

6.3.4 Geeignete Filme für die Kometenphotographie

Das Spektrum eines Kometen setzt sich aus zwei Anteilen zusammen: zum einen den Emissionslinien bzw. -bändern der rekombinierenden Gasionen, zum anderen dem Kontinuum aufgrund der Reflexion des Sonnenlichts an den Staubpartikeln. Während die Emissionslinien bzw. -bänder hauptsächlich im nahen UV und im blauen bis grünen Spektralbereich liegen, zeigt der reflektierte Anteil ein Maximum im gelben Bereich. Da der Beitrag des reflektierten Lichts

bei den meisten Kometen deutlich geringer ist als der der Ionen, empfiehlt es sich, für die Kometenphotographie primär orthochromatische Filme mit einer hohen Empfindlichkeit im blauen und grünen Bereich einzusetzen. Soll allerdings auch der Staub gut dargestellt werden, müssen panchromatische Filme benutzt werden.

6.3.4.1 S/W-Filme

Der meistbenutzte S/W-Film in der Amateurastrophotographie ist der Kodak Technical Pan 2415 (TP 2415, als Rollfilm: TP 6415). Er besitzt nicht nur eine sehr gute Auflösung (womit ein hoher Detailreichtum dokumentiert werden kann), sondern auch ein extrem feines Korn (was eine gute Vergrößerungsmöglichkeit bedeutet) und einen guten Kontrast. Zwar ist seine Grundempfindlichkeit mit 100 ASA relativ klein, dafür besitzt er aber einen Schwarzschildexponenten von immerhin $p = 0.83$ (Riepe 1995). Der eigentliche Grund für seine weite Verbreitung liegt neben seiner feinen Körnigkeit aber in der Tatsache, daß er hypersensibilisiert (TP 2415 hyp oder TPh) einen Schwarzschildexponenten von 0.99 erreicht und damit bei längeren Belichtungszeiten alle anderen Filme bezüglich des Nachweises sehr schwacher Details übertrifft. Der TP 2415 ist ein panchromatischer Film mit erweiterter Rotempfindlichkeit, so daß er sowohl den Gas- als auch den Staubanteil eines Kometen dokumentiert.

Für sehr lichtstarke Optiken (Schmidtkameras) eignet sich der Kodak Ektagraphic HC. Dieser ist extrem blauempfindlich, besitzt aber auch hypersensibilisiert eine deutlich geringere Empfindlichkeit als der TP 2415 hyp.

Ebenfalls empfehlenswert ist der T-Max 100, der ein sehr gutes Auflösungsvermögen besitzt und im Blauen sehr empfindlich ist. Auch der T-Max 400 kann hier genannt werden. Dieser besitzt einen guten Schwarzschildexponenten (bis $p = 0.9$!), aber ein deutlich größeres Korn als der T-Max 100.

6.3.4.2 Farbfilme

Neben der Farbdokumentation (die zudem eine Differenzierung zwischen Gas- und Staubanteil ermöglicht) besitzen Farbfilme den Vorteil, den visuellen Eindruck eines Kometen eher wiedergeben zu können. Sie zeigen allerdings einen deutlich geringeren Kontrast als S/W-Filme, so daß schwache Details kaum erkennbar sind. Farbdiafilme zeigen bei gleicher Empfindlichkeit

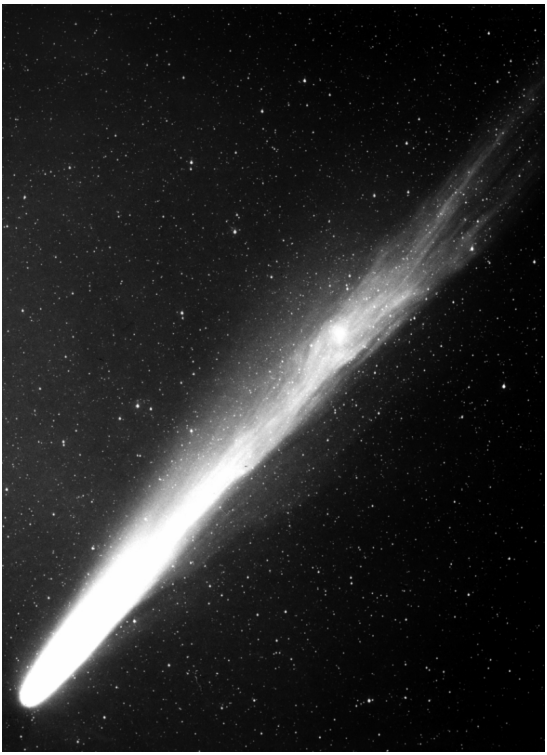


Abb. 6.3: Komet C/1996 B2 (Hyakutake) am 17.4.1996, 20:01–20:09 UT. Deutlich ist die Veränderung der Schweifstruktur im Vergleich zum Vortag (s. Abb. 2.14) zu erkennen. Aufnahme mit Schmidtkamera 2.3/435 mm auf TP 2415 hyp. Photo: G. Rhemann

im allgemeinen einen höheren Kontrast als Farbnegativfilme, besitzen dafür aber ein geringeres Auflösungsvermögen (Riepe 1995).

Bei den Farbnegativfilmen ist an erster Stelle der Kodak Ektacolor Pro Gold 400 zu nennen (Binnewies *et al.* 1996). Dieser besitzt eine sehr gute Blaugrünempfindlichkeit und ermöglicht auch ohne Hypersensibilisierung moderate Belichtungszeiten, da er einen Schwarzschildexponenten um $p = 0.9$ aufweist. Hervorragende Ergebnisse werden bei Optiken mit einem großen Öffnungsverhältnis auch mit dem Kodak Ektar 25 erzielt (Rhemann 1996). Dieser besitzt ein hohes Auflösungsvermögen und hypersensibilisiert auch einen hohen Schwarzschildexponenten (der aber unter dem des TP 2415 hyp bleibt). Aufgrund seiner Rotempfindlichkeit kann er sowohl den Gas- wie den Staubanteil eines Kometen dokumentieren, benötigt aber

Optiken mit großem Öffnungsverhältnis. Ein weiterer geeigneter Farbnegativfilm ist der Fuji HG 400.

Wesentlich empfindlicher mit einem noch guten Auflösungsvermögen ist der Ektar 1000. Dieser besitzt eine hohe Blauempfindlichkeit, was ihn für den Gasanteil von Kometen sehr geeignet macht. Hypersensibilisierung bringt keinen signifikanten Gewinn. Schließlich ist als weiterer geeigneter Farbnegativfilm der Fuji Super G Plus 800 zu nennen.

Bei den Farbdiafilmen eigenen sich z. B. der Agfachrome 200 RS, sowie der Agfachrome 1000 RS.

6.4 Filter

Für die Verwendung von Filtern gibt es in der Kometenphotographie drei Einsatzgebiete: die zumindest teilweise Reduzierung von Aufhellungen des Himmelshintergrunds sowie die Darstellung der räumlichen Verteilung des Gas- und Staubanteils oder eines bestimmten Moleküls.

Beim Einsatz von Filtern ist nicht nur deren Transmissionskurve zu berücksichtigen, sondern stets die Kombination aus Filter, Film und Optik. Einen Rotfilter in Kombination mit einem orthochromatischen Film einzusetzen wird kein Erfolg beschieden sein, ebenso dem Versuch, eine Spektrallinie im UV-Bereich mit einer Linsenoptik abzubilden, da Glas im UV-Bereich nahezu undurchlässig ist.

Durch den Einsatz von Filtern wird ein mehr oder weniger großer Teil des ankommenden Lichts ausgefiltert, was die Belichtungszeiten verlängert, zum Teil in erheblicher Weise. Zu beachten ist ferner, daß ein Filter die Fokalebene verändern kann. Nach dem Einsetzen eines Filters ist daher stets neu zu fokussieren.

Zur zumindest partiellen Reduktion von Aufhellungen des Himmelshintergrunds, seien diese natürlich (Dämmerung, Mond) oder anthropogen (künstliche Beleuchtung) verursacht, eignen sich sowohl bei Farb- als auch bei S/W-Filmen Breitband-Interferenzfilter wie z.B. das ”Deep-Sky-Filter” von Lumicon.

Die räumliche Verteilung des Gas- und Staubanteils eines Kometen kann mit Hilfe von S/W-Filmen und geeigneten Filtern erfasst werden. Um den Gasanteil hervorzuheben ist ein Blaufilter,

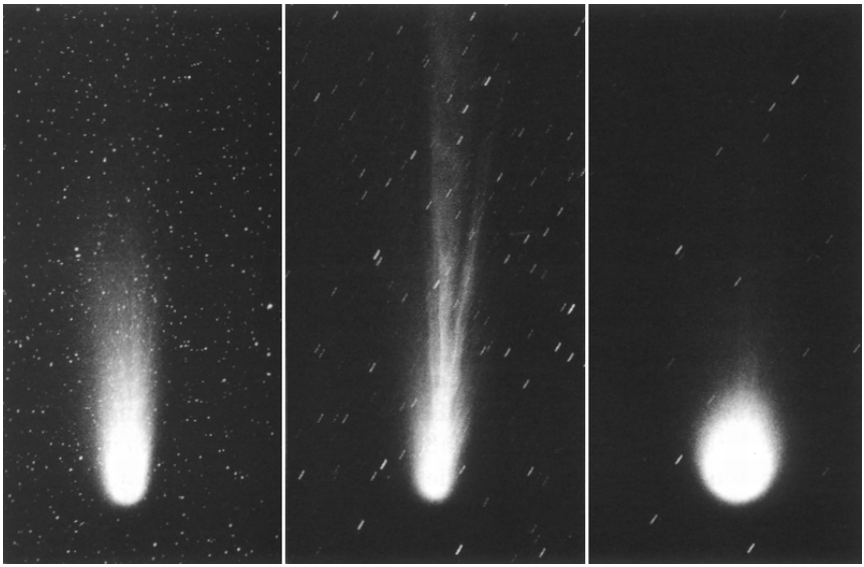


Abb. 6.4: Komet 1P/Halley am 16.3.1986 in drei verschiedenen Farbbereichen. a) Staubschweif, 6:55–7:10 UT, Filter OG 530, b) Plasmaschweif in CO^+, 7:26–8:06 UT, Interferenzfilter $\lambda = 426$ nm, $\Delta\lambda = 10$ nm, c) Koma in CN, 8:45–9:45 UT, Interferenzfilter $\lambda = 388$ nm, $\Delta\lambda = 5$ nm. Aufnahmen mit Flatfieldkamera 4.0/760 mm auf Kodak 103a-F hyp, Beobachtungsort La Silla (Chile). Photos: W.E. Celnik, P. Koczet, W. Schlosser, R. Schulz, P. Svejda, K. Weißbauer

wie das Kodak Wratten-Filter 47A oder das Schott-Glasfilter BG 28, in Kombination mit einem orthochromatischen Film zu verwenden. Bei der Hervorhebung des Staubanteils muß panchromatischer Film eingesetzt werden, zusammen mit einem Filter, das den blauen und grünen Spektralbereich weitestgehend unterdrückt. Dies kann durch den Einsatz eines Gelbfilters (z.B. Wratten 9 bzw. 21) geschehen. Hierbei bleibt allerdings das sehr helle C_2-Band um 516 nm problematisch. Celnik empfiehlt deshalb die Verwendung eines Kantenfilters wie z.B. das Schott-Glas OG 530, um dieses Band auszufiltern (Celnik 1995). Soll auch das weniger stark ausgeprägte C_2-Band bei 555 nm ausgefiltert werden, so empfiehlt sich z.B. das Schott-Glas OG 570.

Die Photographie eines Kometen im Lichte eines bestimmten Moleküls ist eine komplexe Angelegenheit mit einem größeren Aufwand an Zeit und Geld. In Frage kommen diesbezüglich die Moleküle CN (388 nm) und C_2 (473 und 516 nm) innerhalb der Koma, sowie CO_2^+ (368 nm), N_2^+

(391 nm) und CO_2^+ (426 nm) im Plasmaschweif. Dabei scheidet CO_2^+ allerdings aufgrund der Lage seiner Linie im nahen UV nahezu aus und die Linie des N_2^+ ist aufgrund der wesentlich helleren und nahen CN-Linie mit Amateurmitteln kaum zu isolieren.

Die sicherste aber auch teuerste Lösung ist die Verwendung schmalbandiger Interferenzfilter (Durchlaßbreite ca. 10 nm und kleiner). Für die Kometen existieren speziell die IHW-Filter (International Halley Watch-Filter), die von der Kommission 15 der Astronomischen Union vertrieben werden. Ähnliche Filter können aber auch von Firmen bezogen werden, die optische Filter für die Lasertechnik vertreiben, wie z.B. die Fa. Laser Components in Olching.

Doch auch eine Kombination von geeigneten Filtern mit orthochromatischen Emulsionen führt zu befriedigenden, wenn auch weniger kontrastreichen Ergebnissen. Was die Linien innerhalb der Koma betrifft, so kann für CN das Kodak-Filter UG 1 verwendet werden (dies sogar in Verbindung mit einem panchromatischen Film), aber auch die Filter WG 9, BG 25 und BG 37 kommen in Betracht. Für C_2 ist das Swan-Band-Filter von Lumicon eine gute Alternative. Die für den Plasmaschweif geeignete CO^+-Linie schließlich kann mit Hilfe des Schott-Kantenfilters GG 410 hervorgehoben werden (es genügt auch ein billigeres rotverschobenes GG 400 bzw. blauverschobenes GG 420). Allerdings lassen alle drei Filter die C_2-Linie bei 473 nm auch bei Verwendung eines extrem orthochromatischen Films passieren (Celnik 1995).

6.5 Nachführung

Sehr helle Kometen, wie die Kometen West (1976 VI) oder C/1996 B2 (Hyakutake), können bereits mit einfachsten Mitteln abgelichtet werden. Für diese seltenen Vertreter der Schweifsterne genügt eine feststehende Kamera. Sollen die Sterne noch punktförmig erscheinen, so darf die maximale Belichtungszeit $T_{\max}$ (in Sekunden) nicht größer sein als

$$T_{\max} = A \cdot \frac{13751}{f \cdot \cos\delta} \tag{6.6}$$

mit dem Auflösungsvermögen A von Optik und Film (in Linien/mm), f der Brennweite und δ der Deklination des Objekts. Dieser Wert kann allerdings um den Faktor 2 überschritten werden, ehe die Sternspuren als solche störend bemerkbar werden.

Im Normalfall aber muß der Kometenphotograph die Kamera der Erdrotation nachführen. Die erforderliche Brennweite des Leifernrohrs hängt dabei vom Auflösungsvermögen der Kombination Film + Optik ab. Normalerweise genügt es, wenn die Brennweite des Leitfernrohrs derjenigen der Aufnahmeoptik entspricht. Soll ein hochauflösender Film wie TP 2415 allerdings noch vergrößert werden, wird für das Leitfernrohr etwa die dreifache Brennweite benötigt.

Bei Langzeitbelichtungen bzw. Aufnahmen mit langbrennweitigen Optiken von Kometen sind aufgrund deren Eigenbewegung zudem spezielle Nachführungsmethoden erforderlich, damit Details nicht verwischt abgebildet werden.

6.5.1 Die direkte Kometennachführung

Handelt es sich bei dem Aufnahmeobjekt um einen hellen Kometen mit im Nachführokular gut sichtbarem false nucleus, so kann mit Hilfe eines Fadenkreuzokulars direkt nachgeführt werden. Zwischenzeitlich ist es auch möglich, Nachführkorrekturen mit Hilfe von CCDs (z.B. der ST-4 von SBIG) automatisch durchführen zu lassen. CCDs eignen sich im Prinzip auch für deutlich lichtschwächere zentrale Kondensationen.

6.5.2 Die indirekte Kometennachführung

Bei lichtschwachen Kometen oder solchen ohne definiertes, punktförmiges Zentrum eignet sich die indirekte Kometennachführung. Für die sinnvolle Anwendung dieser Methode ist das Vorhandensein eines besonderen Nachführsystems auf der Okularseite allerdings erforderlich. Ein solches besitzt nicht nur ein Fadenkreuz, sondern darüberhinaus beleuchtete lineare Skalen und eine umlaufende Winkelskala. Besonders geeignet hierfür sind z.B. das Mikro-Guide-Okular der Fa. Baader Planetarium und das GA-4-System von Vixen.

Bei der indirekten Kometennachführung wird der Leitstern nach im voraus genau berechneten Zeitabständen in definierten Schritten entgegengesetzt zur Eigenbewegung des Kometen versetzt (Abb. 6.5).

Hierfür müssen die scheinbare Bewegungsrichtung und -geschwindigkeit des Kometen bekannt sein. Beide Werte können aus einer Ephemeride ermittelt werden. Zunächst wird die Änderung

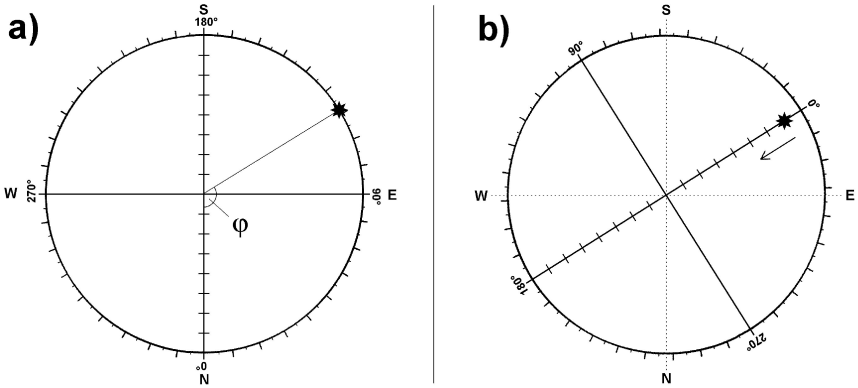


Abb. 6.5: Das Prinzip der indirekten Kometennachführung unter Verwendung eines Fadenkreuzokulars mit Teilstrichen und Winkelskala (ohne Zenitprisma) am Beispiel eines Bewegungswinkels φ von 122°: a) Einstellung des Bewegungswinkels auf der Winkelskala, b) Ausrichten der Strichskala und Bewegen des Leitsterns in definierten Schritten entgegengesetzt zur Bewegungsrichtung des Kometen

der Position in Rektaszension $\Delta\alpha = \alpha_2 - \alpha_1$ (in Sekunden) und in Deklination $\Delta\delta = \delta_2 - \delta_1$ (in Bogensekunden) ermittelt, wobei (α_1, δ_1) die Position des Kometen zu einem früheren und (α_2, δ_2) zu einem späteren Zeitpunkt darstellt. Die scheinbaren Geschwindigkeiten (in Bogensekunden/Minute) ergeben sich dann über die Zeitdifferenz Δt (in Minuten) zwischen den beiden Zeitpunkten zu

$$v_\alpha = \frac{15 \cdot \Delta\alpha \cdot \cos\delta}{\Delta t}, \qquad \text{mit} \quad \delta = \frac{\delta_1 + \delta_2}{2} \tag{6.7}$$

$$v_\delta = \frac{\Delta\delta}{\Delta t} \tag{6.8}$$

$$v_{\text{ges}} = \sqrt{{v_\alpha}^2 + {v_\delta}^2} \tag{6.9}$$

und die Bewegungsrichtung γ zu

$$\gamma = \arctan\frac{v_\alpha}{v_\delta} \tag{6.10}$$

Hieraus kann letztlich der Bewegungswinkel φ gemäß Stättmeyer (1990) berechnet wer-

den:

$$\varphi = \begin{cases} \gamma & \text{für } \Delta\alpha > 0 \text{ und } \Delta\delta > 0 \\ \gamma + 180^\circ & \text{für } \Delta\alpha > 0 \text{ und } \Delta\delta < 0 \\ \gamma + 180^\circ & \text{für } \Delta\alpha < 0 \text{ und } \Delta\delta < 0 \\ \gamma + 360^\circ & \text{für } \Delta\alpha < 0 \text{ und } \Delta\delta > 0 \end{cases} \tag{6.11}$$

Der Bewegungswinkel wird im umkehrenden Fernrohr im Gegenuhrzeigersinn gemessen, beginnend im Norden (siehe Abb. 6.5). Bei Verwendung eines Zenitprismas bzw. eines GA-4 ist zu beachten, daß das Bild aufrecht aber seitenverkehrt ist. Somit ist hier Norden oben bzw. Osten rechts. Der Bewegungswinkel wird nun im Uhrzeigersinn gemessen.

Für die praktische Nachführung ist die scheinbare Gesamtgeschwindigkeit allerdings weniger in Bogensekunden/Minute von Interesse als vielmehr in Skalenteilen/Minute oder umgekehrt die Zeit T_{SK}, die für die Verstellung um ein Skalenteil vergeht. Hierfür muß zunächst allerdings erst der Skalenabstand l_{SK} (in Bogensekunden/Skalenteil) bestimmt werden. Dies geschieht, indem die Zeit t bei abgeschaltetem Antrieb gestoppt wird, die ein Stern auf einem in E-W-Richtung ausgerichteten Faden für n Skalenteile benötigt:

$$l_{\mathrm{SK}} = 15\overset{''}{.}04 \cdot t \cdot \cos\delta / n \tag{6.12}$$

Wird die scheinbare Gesamtgeschwindigkeit v_{ges} durch l_{SK} dividiert, so erhält man die Gesamtgeschwindigkeit in Skalenteilen/Minute, mit der ein Leitstern entlang der Skala wandern muß. Die Zeit T_{SK} für die Verstellung des Leitsterns um ein Skalenteil ist dann

$$T_{\mathrm{SK}} = \frac{l_{\mathrm{SK}}}{v_{\mathrm{ges}}} \tag{6.13}$$

Diese Nachführmethode funktioniert auch bei den schwächsten, im Nachführokular nicht mehr oder nur schwierig sichtbaren Kometen. Sie hat allerdings auch ihre Grenzen, nämlich dann, wenn die *differentielle Refraktion* ins Spiel kommt. Bekanntlich nimmt die Lichtbrechung mit Annäherung an den Horizont, wo sie über ein halbes Grad erreicht, rasch zu. Doch auch in einer für Kometen nicht untypischen Höhe von z.B. 20° erreicht sie noch Werte um $3'$. Somit muß die differentielle Refraktion bei niedrig stehenden Kometen berücksichtigt werden, sofern mit langbrennweitigen Optiken gearbeitet oder länger belichtet werden soll; in Höhen unterhalb 10° verschärft sich die Situation drastisch. Über das Verfahren der indirekten Kometennachführung kann sie nicht kompensiert werden.

Abb. 6.6: Komet 24P/Schaumasse am 23.3.1993, 20:40–22:10 UT. Beispiel für die indirekte Kometennachführung. Aufnahme mit Flatfieldkamera 3.5/500 mm auf TP 2415 hyp. Photo: S. Fritsche, M. Richert

6.6 Photographische Beobachtungsprogramme

Aus dem bislang Gesagten ergeben sich für die einzelnen Kometenelemente folgende Empfehlungen für die Photographie:

Schweif und Schweifstrukturen: Da Kometenschweife in der Regel lichtschwache Objekte darstellen, die visuell entweder überhaupt nicht oder nur in ihren hellsten Partien mit nur wenigen Strukturen erkannt werden können, sollte der Kometenphotograph sein Hauptaugenmerk auf dieses Element eines Kometen richten. Neben der Dokumentation der reinen Existenz eines Schweifs bzw. dessen Ausdehnung und Orientierung sind insbesondere Schweifstrukturen wie Streamer, Schweifkondensationen, Schweifknicke/-abrisse, sowie ein eventuell vorhandener Kernschatten von Interesse. Nur mit Hilfe der Photographie kann die oftmals rasche Bewegung der Strukturen exakt festgehalten und sogar für wissenschaftliche Forschungen bereitgestellt werden. Verwendet werden sollten hierfür insbesondere Astrographen. Bei hellen oder sehr langen Schweifen sollten auf jeden Fall Aufnahmen mit Normal- bzw. Weitwinkelobjektiven (bis hin zum Fisheye) gemacht werden, um die volle Ausdehnung des Schweifs erfassen zu können (siehe Abb. 2.10).

Abb. 6.7: Komet Bradfield (1987s) mit Gegenschweif und Kernschatten am 23.12.1987, 18:34–18:39 UT und 18:45–18:50 UT. Aufgrund der überbelichteten Koma ist der Kernschatten erst im anschließenden Schweifbereich erkennbar, reichte an diesem Tag aber bis zur inneren Koma. Kompositaufnahme mit Schmidtkamera 1.5/300 mm auf TP 2415 hyp. Photo: M. Jäger

Gas-/Staubschweif: Die Trennung zwischen Gas- und Staubschweif ist ein weiteres interessantes Gebiet. Hierfür werden primär S/W-Filme mit geeigneten Filtern (Abschnitt 6.4) eingesetzt; Farbfilme sind hierfür aber auch geeignet.

Kernnahe Strukturen: Hierbei ist die Helligkeit relativ unproblematisch, die Schwierigkeiten liegen im geringen Kontrast und der Kleinheit dieser Strukturen begründet. Zum Einsatz kommen langbrennweitige Optiken und kurze Belichtungszeiten (bis hinunter zu Sekunden), damit die Strukturen erstens eine gewisse Bildgröße besitzen und zweitens nicht im

Komauntergrund untergehen. Anders als bei den Schweifstrukturen laufen zeitliche Veränderungen eher über Tage und Wochen als über Minuten und Stunden ab. Aus diesem Grund ist eine kontinuierliche Aufnahmeserie über einen längeren Zeitraum hinweg von besonderer Bedeutung.

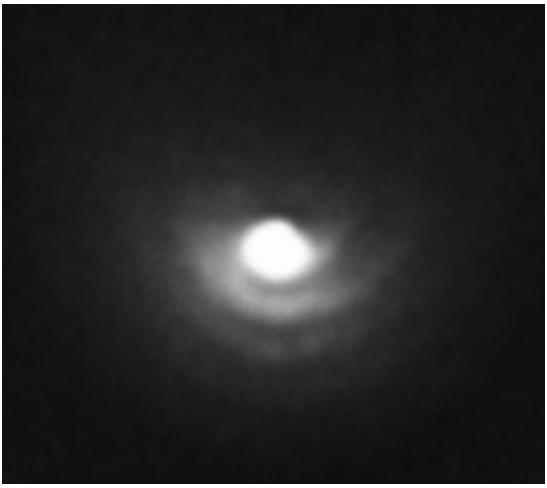


Abb. 6.8: Die hellen Enveloppen des Kometen C/1995 O1 (Hale-Bopp) am 7.4.1997, 19:27 UT. Aufnahme vom Gornergrat (3.135 m) mit SC 220/1880 mm, f=3760 mm auf Fujichrome 100, 60 sec. belichtet. Photo: W.E. Celnik.

6.7 Filmentwicklung und -verarbeitung

Die eigene Filmentwicklung und -verarbeitung bietet eine Reihe von Vorteilen und ist daher – insbesondere im Hinblick auf die Arbeitserleichterungen durch die modernen Techniken – sehr zu empfehlen. An dieser Stelle soll auf die Teile der Laborverarbeitung, die zur allgemeinen Photopraxis gehören, aber nicht näher eingegangen werden. Hierzu gibt es heutzutage umfangreiche Literatur. Nachfolgend soll lediglich ein kurzer Überblick über die Verfahren gegeben werden, bei denen der Kontrast gesteigert oder schwache Strukturen sichtbar gemacht werden können, was bei Kometen häufig wünschenswert ist (eine ausführliche Beschreibung findet man in Laepple 1995).

Beim *Kompositverfahren* werden nacheinander zwei oder mehr Negative in den Vergrößerungsapparat eingelegt und auf das Fotopapier exakt übereinanderbelichtet. Hierdurch wird das Korn

des verwendeten Films stark unterdrückt, so daß Details sichtbar werden, die auf einer Vergrößerung nur eines Negativs in der Kornstruktur untergehen; gleichzeitig verbessert sich das Auflösungsvermögen.

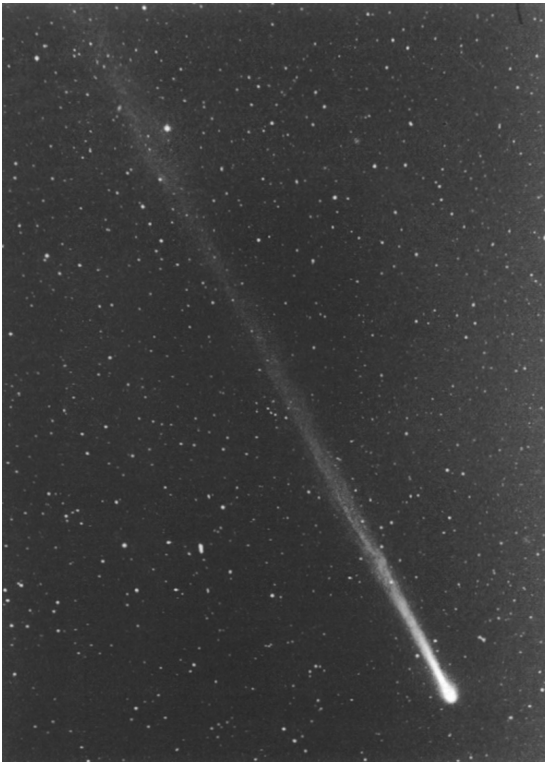


Abb. 6.9: Der Komet Brorsen-Metcalf (1989o) am 7.9.1989, 2:36–2:41 UT und 2:45–2:49 UT. Kompositaufnahme mit der Schmidtkamera 1.5/300 mm auf TP 2415 hyp. Photo: M. Jäger

Ähnlich arbeitet die *Sandwichmethode*: hierbei wird das Negativ auf ein unbelichtetes Filmstück 1:1 kopiert. Mit dem entstehenden Positiv wird die Prozedur anschließend wiederholt. Das Ergebnis ist eine deutliche Kontraststeigerung bei geringerer Körnigkeit.

Eine einfache Methode zur Kontraststeigerung ist das *Umkopieren*. Hierbei wird ein entwickeltes Negativ auf ein unbelichtetes Filmstück gepresst und dann belichtet. Das resultierende Positiv kann noch einmal umkopiert werden. Die Nachteile dieser Methode liegen in einer Verstärkung der Körnigkeit und der Vignettierung der Aufnahmepoptik.

Schließlich seien noch das *Nachbelichten* und das *Abwedeln* erwähnt. Diese Methoden eignen sich bei Aufnahmen mit einem hohen Intensitätsumfang, wie er bei Kometen innerhalb der Koma häufig vorkommt. Um auch schwächere Details, wie z.B. Jets sichtbar zu machen, werden Teile der Vergrößerung länger bzw. kürzer belichtet als die übrigen Bildteile.

6.8 Auswertung der Aufnahmen

6.8.1 Grunddaten einer Photographie

Bei der Dokumentation sollte stets bedacht werden, daß eine Aufnahme auch von Dritten ausgewertet werden könnte, vielleicht erst nach vielen Jahren Verweildauer im Archiv. Aus diesem Grund ist es sinnvoll, einige Grunddaten immer zu bestimmen und auf der Rückseite der Aufnahme zu vermerken.

Hierzu zählt zunächst einmal die Ermittlung der Himmelsrichtungen. Auf jedem Abzug (der grundsätzlich von jeder gelungenen Kometenaufnahme angefertigt werden sollte) sind die Nord- und Ostrichtung mit einem kleinen Pfeildiagramm am Rande (oder auf der Rückseite, spiegelverkehrt!) zu vermerken.

Hilfreich ist eine Angabe bezüglich der Position der Aufnahme. Hierfür genügt die Angabe von Rektaszension und Deklination der Bildmitte oder die Markierung von möglichst vier Sternen (mit genauer Bezeichnung auf der Rückseite).

Ganz wichtig ist die Bestimmung und Dokumentation des Abbildungsmaßstabs M in $'$/mm. Dieser wird über den Abstand zweier bekannter Sterne ermittelt. Dabei gilt:

$$M = 60 \cdot \arccos(\sin\delta_1 \cdot \sin\delta_2 + \cos\delta_1 \cdot \cos\delta_2 \cdot \cos(\alpha_2 - \alpha_1))/L \tag{6.14}$$

Dabei sind (α_1, δ_1) und (α_2, δ_2) die Rektaszension und Deklination der beiden bekannten Sterne in Grad und L ist die Länge des Sternpaarabstands in mm auf dem Abzug.

Abb. 6.10: Komet 19P/Borrelly am 6.12.1994, 22:20–23:20 UT. Deutlich erkennbar ist die elongierte Form der Koma, die durch einen schwachen Haupt- und helleren Gegenschweif noch zusätzlich betont wird. Aufnahme mit 8″ Newton, f/5, verlängert auf f/9, auf TP 2415 hyp. Photo: M. Richert, U. Wohlrab

Außer diesen Angaben gehören auf jeden Abzug unbedingt die folgenden Daten: Objektbezeichnung, Datum und Uhrzeit (Belichtungsbeginn) in UT, Belichtungszeit, Instrument (Typ, Blende und Brennweite), Film, Beobachtungsort und Name sowie Adresse des Photographen.

6.8.2 Helligkeit

Bis heute ist es nicht gelungen, die Helligkeit eines auf einer Photographie ausgedehnt abgebildeten Kometen befriedigend zu bestimmen. Daher ist es ausreichend, die Helligkeit grob auf eine bis maximal eine halbe Größenklasse genau abzuschätzen. Die einzige Möglichkeit, diese Größe photographisch genauer bestimmen zu können besteht darin, den Kometen (durch Verwendung einer kurzen Brennweite) sternförmig abzubilden. Dies wird aber nur bei einer Minderheit der Schweifsterne gelingen.

Im Fall eines punktförmigen Kometen (möglichst mit einer Meßlupe prüfen!) kann die Helligkeit durch Ausmessen der Durchmesser der Bilder von Komet und einigen bekannten Sternen

bestimmt werden. Dabei ist aber darauf zu achten, daß erstens eine größere Zahl an Vergleichssternen benutzt wird und zweitens die Spektralklassen der Vergleichssterne zwischen A und G liegen. Eine einfache Methode ist hierbei, die Durchmesser auf der x- und die zugehörigen Helligkeiten auf der y-Achse eines Diagramms einzutragen. Über eine Ausgleichskurve kann die Helligkeit des Kometen dann bestimmt werden.

Eine weitere Möglichkeit, anwendbar bei Dias und Negativen, wurde von Alt & Koch (1975) beschrieben. Hierbei wird der Lichtstrom gemessen, den die Vergleichssterne und der Komet jeweils auf eine Leinwand senden.

6.8.3 Komadurchmesser und Kondensationsgrad

Der scheinbare Komadurchmesser d (in Bogenminuten) kann aus dem *Abzug* über den Maßstab (Glg. 6.14) bestimmt werden:

$$d = M \cdot l \tag{6.15}$$

mit l als dem aus dem Abzug bestimmten Komadurchmesser in mm. Alternativ hierzu kann der Komadurchmesser auch aus dem *Negativ* ermittelt werden, gemäß der Formel

$$d = 60 \cdot \arctan \frac{l}{f} \tag{6.16}$$

mit f als der (überprüften!) Brennweite der Optik in mm. Bei Zoomobjektiven sollte letzteres Verfahren nicht angewandt werden.

Der Kondensationsgrad (DC) der Koma kann über Photographien nur schwer bestimmt werden, da die reale Helligkeitsverteilung innerhalb der Koma infolge der häufigen Überbelichtung dieser Region nur selten feststellbar ist. Am ehesten ist diese Größe noch aus Farbaufnahmen abschätzbar.

6.8.4 Schweiflänge und Positionswinkel

Die Schweiflänge in Grad kann bei Aufnahmen mit Bildfeldern kleiner als etwa 20° mit den Glg. 6.15 bzw. 6.16 ermittelt werden, indem das Resultat durch 60 dividiert wird.

Bei Aufnahmen mit größeren Bildfeldern muß die Kugelgestalt der Himmelssphäre berücksichtigt werden. In diesem Fall müssen die Koordinaten des Kopfes α_1, δ_1 (diese können einer Ephemeride entnommen werden, sofern die Bewegung zwischen dem Ephemeridenzeitpunkt und dem Aufnahmezeitpunkt berücksichtigt wird) und des Schweifendpunktes α_2, δ_2 (jeweils in Grad) bestimmt werden. Die Schweiflänge ergibt sich dann gemäß Glg. 3.2.

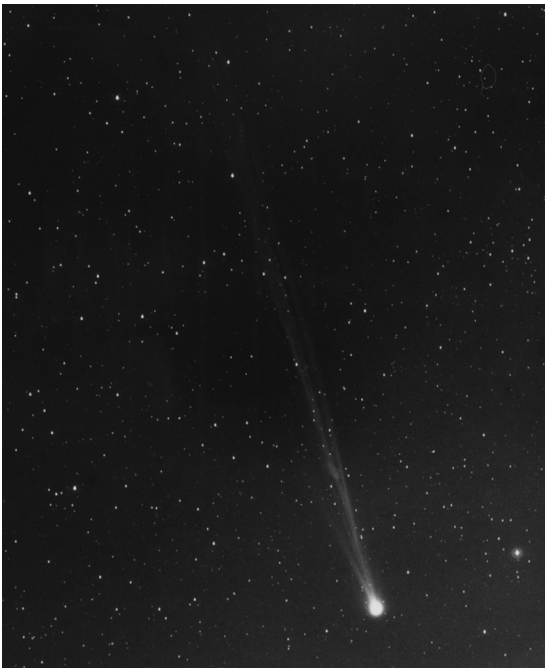


Abb. 6.11: Der Komet 122P/de Vico am 3.10.1995, 3:29–3:39 UT. Aufnahme mit der Schmidtkamera 2.3/495 mm auf TP 6415 hyp. Photo: O. Guthier

Der Positionswinkel ist derjenige Winkel, unter dem der Schweif die Koma verläßt. Bei Gasschweifen können hierfür normalerweise wieder das Schweifende und die Koma als Bezugspunkte gewählt werden. Bei Staubschweifen, die eine erkennbare Krümmung aufweisen, oder bei Gasschweifen mit Versetzungen, Knicken usw. ist der Positionswinkel möglichst nahe am Kopf zu bestimmen.

Der Positionswinkel wird über Nord-Ost-Süd-West-Nord gezählt (siehe Kapitel 3, Seite 53). Zur Bestimmung des Positionswinkels muß die Nordrichtung möglichst exakt bekannt sein.

Unter dieser Voraussetzung kann der Positionswinkel eines Schweifs photographisch wesentlich genauer bestimmt werden als dies visuell möglich ist.

Beide Prozeduren sind gegebenenfalls für alle auf der Aufnahme nachweisbaren Schweife durchzuführen.

6.8.5 Strukturen

Strukturen, insbesondere im Schweif, aber auch in der Koma, sollten auf jeden Fall ausgewertet werden. Innerhalb der Koma sind dies v.a. Jets und Enveloppen. Für erstere sind jeweils Länge und Positionswinkel möglichst exakt zu bestimmen, bei letzteren der Abstand vom false nucleus und der Winkelbereich, über den sie nachweisbar sind.

Im Schweif sind in erster Linie Streamer und Schweifkondensationen zu nennen. Aber auch Schweifknicke und -abrisse, sowie der Kernschatten kommen vor. Bezüglich Streamern und Kernschatten ist wiederum Länge und Positionswinkel möglichst exakt zu bestimmen. Bei Schweifkondensationen, -knicken und -abrissen interessieren der Abstand zum false nucleus und der Positionswinkel (bei letzteren vor/nach der Störung), bei ersteren zusätzlich die Ausdehnung.

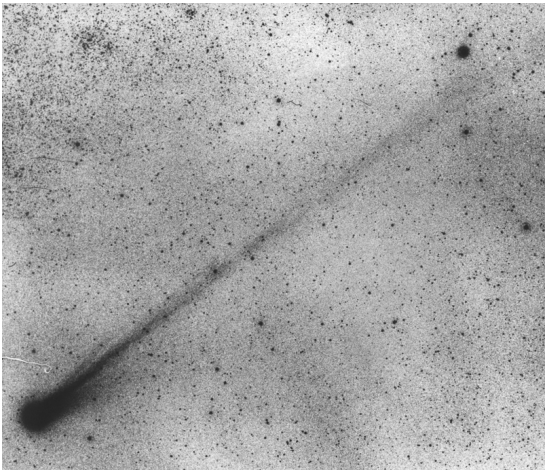


Abb. 6.12: Komet 109P/Swift-Tuttle mit Streamern am 30.11.1992, 17:22–17:28 UT. Aufnahme mit Schmidtkamera 2.3/495 mm auf TP 6415 hyp. Photo: O. Guthier

Interessant sind diese Angaben insbesondere im Falle einer zeitlichen Abfolge mehrerer Aufnahmen des gleichen oder verschiedener Beobachter, können dadurch doch zeitliche Veränderungen bzw. Bewegungen der Strukturen verfolgt werden, die Berufsastronomen interessante Rückschlüsse über die Wechselwirkung zwischen Kometenmaterie und Sonnenwind erlauben.

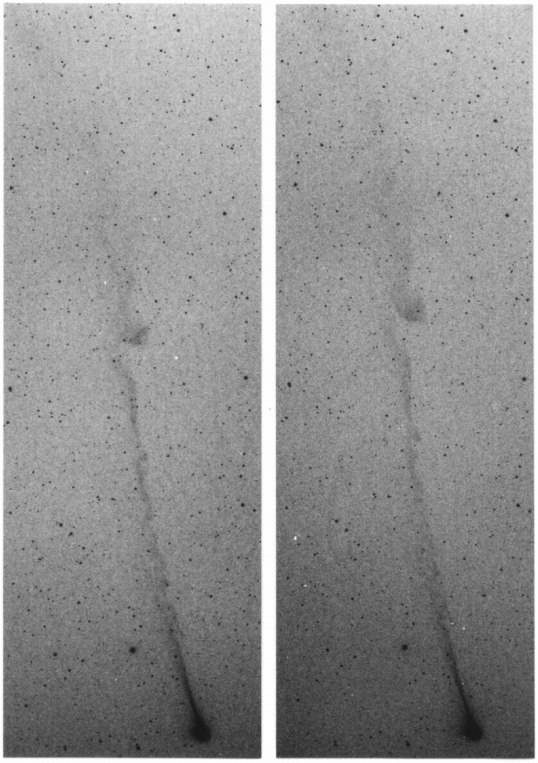


Abb. 6.13: Komet Okazaki-Levy-Rudenko (1989r) am 10.11.1989, 4:36–4:38 UT und 4:47–4:49 UT. Die im Abstand von nur 11 Minuten gemachten Aufnahmen dokumentieren eine extrem hohe Geschwindigkeit der Schweifkondensation. Aufnahme mit Schmidtkamera 1.5/257 mm auf TP 2415 hyp. Photos: G. Gramm

6.8.6 Photographischer Beobachtungsbogen

Die VdS-Fachgruppe Kometen hat einen Bogen zur Datenübermittlung photographischer Beobachtungen erstellt (siehe Anhang F). Er ist für die möglichst vollständige Dokumentation aller gemachten Photographien gedacht, da der FG Kometen in erster Linie nur die besten Aufnahmen

als Abzüge (maximal im Format 18×24 cm) zugesandt werden sollten. Nachfolgend wird die Bedeutung der einzelnen Felder erläutert:

Tab. 6.2: Photographische Kometenbeobachtungen nach VdS-Schema (Beispiel)

Komet C/1995 O1 (Hale-Bopp), Beobachter: Karl Muster, 12345 Sternhausen

Datum (UT)	mag.	Ref.	Instrument	Koma	DC	Schweif	Pos.	Bem.
1996.05.28.2345	8:	S	SC 1.5/300mm	4.5	5	–	–	TPh
1996.07.08.9375	6:	AA	FFC 143/500mm	20	–	0.2	275	HP5
1996.11.21.7824	5:	S	Tele 2.5/135mm	14	6	0.4	320	TPh

Datum (UT)	Zeitpunkt des Beginns der Aufnahme im Format JJJJ MM TT.dddd; JJJJ = Jahr, MM = Monat, TT = Tag, dddd = Tagesbruchteil (siehe Anhang C.1)
mag.	geschätzte Helligkeit bei flächenhaften Kometen (max. auf 0.5^{m} genau, : dahintersetzen) bzw. bestimmte Helligkeit bei punktförmig abgebildeten Kometen
Ref.	Quelle der Vergleichssternhelligkeiten (siehe Anhang E)
Instrument	in diese Spalte werden Typ, Öffnung, Brennweite oder alternativ Typ, Öffnungsverhältnis und Brennweite der Aufnahmeoptik eingesetzt
Koma	Komadurchmesser in Bogenminuten
DC	Grad der Komakonzentration, 0 = völlig diffus, 9 = sternförmig (nur bei Farbaufnahmen sinnvoll)
Schweif	Länge aller nachweisbaren Schweife (Gas-, Staub-, Gegenschweif) in Grad
Pos.	Positionswinkel aller nachweisbaren Schweife in Grad
Bemerk.	benutzter Film, Belichtungszeit (in Minuten), allgemeine Bemerkungen wie Güte der Aufnahme (siehe Tabelle 6.3), Störeinflüsse (siehe Anhang E), Hinweis auf nähere Strukturbeschreibungen

Code	Bedeutung
1	gute Nachführung und Schärfe
2	geringe Nachführfehler, gute Schärfe
3	geringe Nachführfehler, Unschärfe
4	größere Nachführfehler, Unschärfe

Tab. 6.3: Code für die Güte einer Aufnahme (Celnik & Linder 1988)

Bezüglich der Filmentwicklung genügt ein Hinweis für alle Aufnahmen am Ende der Tabelle. Sofern Aufnahmen Strukturen (Schweifkondensation, Streamer, Jets, usw.) zeigen, sollten genauere Angaben über diese auf einem gesonderten Blatt gemacht werden.

6.9 Photographische Kometensuche

Das Ehepaar Shoemaker durchmustert mit dem Palomar-Schmidtspiegel systematisch den Himmel auf der Suche nach erdnahen Asteroiden und Kometen. Sie sind neben J.V. Scotti,

Hauptnutzer des Spacewatch-Teleskops, wohl die einzigen Profiastronomen, die ihr Hauptaugenmerk auf die Entdeckung von Kometen richten. Auf diese Weise haben sie binnen kurzem sogar Herrn Bradfield übertrumpft und bislang weit mehr als 30 Kometen entdeckt. Meist stolpern professionelle Astronomen über Kometen, sofern sich einer zufällig auf der für eine ganz andere Zielrichtung belichteten Photoplatte befindet. Beispiele hierfür sind L.Kohoutek von der Sternwarte Bergedorf oder R.West von der ESO.

Es erhebt sich die Frage, ob nicht auch der Amateur Kometen durch eine systematische photographische Suche entdecken kann. Theoretisch sollte dies kein allzu großes Problem sein, in der Praxis gibt es jedoch einige Schwierigkeiten. Die wichtigsten sind Negativfehler, Geisterbilder und – nicht zu vernachlässigen – eine häufig nicht zeitnahe Auswertung.

Negativfehler können unglaublich "kometenähnlich" ausfallen. Vermeiden lassen sich derart verursachte Falschmeldungen nur, indem stets mindestens zwei Photos von der gleichen Region angefertigt werden. Reflexe an der Optik können einem Kometen ebenfalls sehr ähnlich sehen. Auch hier bringen zwei oder mehr Belichtungen der gleichen Gegend eine größere Sicherheit, insbesondere sofern die Aufnahmeoptik pro Aufnahme um einen kleinen Betrag verschoben wird. Die Geisterbilder sollten in diesem Fall eine merkliche Scheinbewegung zeigen. Verdächtig sind insbesondere Aufnahmen, bei denen ein heller Stern im Feld oder knapp außerhalb stand.

Kometenverdächtige Objekte auf Einzelphotos sind daher mit größter Vorsicht zu interpretieren. Selbst wenn kurz hintereinander mit der gleichen Brennweite aufgenommene Photos ein verwaschenes Objekt zeigen, kann es immer noch ein Reflex sein. Derartige Entdeckungsmeldungen erreichen die Sternwarten pro Jahr im Dutzend. Manche Bilder sehen derart "echt" aus, daß sie sogar schon gescannt und die daraus ermittelten Positionen an die IAU weitergemeldet wurden. Doch sofern das Objekt keine deutliche Eigenbewegung zeigt und noch dazu von niemandem sonst aufgefunden werden kann, ist die Realität des vermeintlichen Kometen nicht sehr überzeugend.

Ein großes Problem stellt die Tatsache dar, daß die Bilder häufig nicht sofort entwickelt und durchsucht werden. Hier bringt nur eiserne Disziplin Abhilfe. So kommt es immer wieder zu Enttäuschungen dergestalt, daß ein Amateur einen Kometen auf seinem Photo erst bemerkt,

nachdem ein anderer Beobachter die Entdeckung bereits international verbreitet hat. Ganz besonders ärgerlich ist die Sache dann, wenn das Photo einige Tage vor der offiziellen Entdeckung aufgenommen wurde. Wäre die zeitnahe Auswertung stets beherzigt worden, wäre die bereits 50 Jahre andauernde Entdeckungsflaute deutscher Amateure bereits vor einiger Zeit zu Ende gegangen.

Ein Beispiel für eine erfolgreiche Amateurentdeckung stellt der Komet Sorrells (1986n) dar, der auf einer Testaufnahme mit einem 40 cm f/5 Newton gefunden wurde. Sorrells hat das Bild sofort entwickelt, die Spur des Kometen auf dem noch feuchten Film entdeckt und den Kometen in derselben Nacht weiter visuell verfolgt. Auch W. Liller entdeckte seinen Kometen, 1988a, mit einer kleinen Amateur-Schmidtkamera.

Für die photographische Kometensuche eignen sich lichtstarke Teleobjektive zwischen etwa 200 mm und 500 mm. Dabei ist aber, des größeren Feldes wegen, ab etwa 300 mm Mittelformat vorzuziehen. Eine systematische Suche sollte sich im Hinblick auf eine bequemere Auswertung an den Feldern des Falkauer Atlas oder des Atlas Stellarum orientieren. Bezüglich der Areale ist zum einen der westliche Abend- und der östliche Morgenhimmel ab Höhen von etwa 25° in Betracht zu ziehen. Für die photographische Suche ist allerdings auch der Nachthimmel von Interesse, sofern weitab von der gut überwachten Ekliptikregion gesucht wird.

Die Durchsuchung von Dias und Negativen kann durch den Einsatz zweier Projektoren vereinfacht werden. Mayer (1977) und Lazerson (1984) haben dieses Verfahren, bei dem die Bilder beider Dias/Negative auf der Leinwand zur Deckung gebracht und dann die Projektoren abwechselnd abgedeckt werden, näher beschrieben. Ein neues Objekt ”blinkt”, da es nur auf einer der beiden Aufnahmen abgebildet ist.

Existiert tatsächlich ein verdächtiges Objekt, das zudem noch auf mehr als einer Aufnahme abgebildet ist, so müssen vor einer Entdeckungsmeldung selbstverständlich erst einmal alle Kataloge studiert werden, um einen schwachen aber bekannten Nebel ausschließen zu können. Sofern dies nicht der Fall ist bzw. im Fall, daß das Objekt sogar eine Eigenbewegung zeigt, muß vor einer Weitermeldung noch sichergestellt werden, daß es sich nicht um einen periodischen oder bereits bekannten Kometen handelt. Hinweise über entsprechende Informationsquellen und über die Art der Entdeckungsmeldung gibt Kapitel A.

Literaturverzeichnis

[1] Alt, W. & Koch, B. (1975): Photometrische Vermessung von Sternfeldaufnahmen mit einfachen Mitteln. *Sterne und Weltraum* 14, 409–410.

[2] Binnewies, S., Riepe, P. & Tomsik, H. (1996): Kodak Ektacolor Pro Gold 400. *Sterne und Weltraum* 35, S.484–487.

[3] Celnik, W.E. (1995): Kometen. In: Koch, B. (Hrsg.): *Handbuch der Astrofotografie.* Springer-Verlag. Berlin, Heidelberg, 67–76.

[4] Celnik, W.E. & Linder, J. (1988): Aufruf zur Auswertung von Kometenaufnahmen. *Sterne und Weltraum* 27, 239.

[5] Koch, B. (1995): Die fotografische Grenzgröße. In: Koch, B. (Hrsg.): *Handbuch der Astrofotografie.* Springer-Verlag. Berlin, Heidelberg, 247–254.

[6] Koch, B. & Sommer, N. (1989): Astrophotographie. In: Roth, G.D. (Hrsg): *Handbuch für Sternfreunde.* Band 1: Technik und Theorie. Springer-Verlag. Berlin, Heidelberg, 173–244.

[7] Laepple, L. (1995): Photolabortechniken. In: Koch, B. (Hrsg.): *Handbuch der Astrofotografie.* Springer-Verlag. Berlin, Heidelberg, 285–305.

[8] Lazerson, H. (1984): A binocular Blink Comparator. *Sky and Telescope* 67, 275ff.

[9] Martinez, P. (1985): *Astrophotographie*. Darmstädter Blätter. Darmstadt.

[10] Mayer, B. (1977): Projection Blinking: A Way Toward Discovery. *Sky and Telescope* 54, 246ff.

[11] Rhemann, G. & Kersche, F. (1996): Kometenphotographie. *Sterne und Weltraum* 35, 762–766.

[12] Riepe, P. (1995): Filme und Filmverarbeitung in der Astrophotographie. In: Koch, B. (Hrsg.): *Handbuch der Astrofotografie.* Springer-Verlag. Berlin, Heidelberg, 255–280.

[13] Stättmeyer, P. (1990): Bedienungsanleitung zum Micro-Guide. Firma Baader Planetarium, München.

7 Die CCD-Beobachtung

M. Achternbosch

7.1 Einleitung

Elektronische Flächendetektoren aus Halbleitermaterialien, wie CCDs, haben seit Mitte der 80er Jahre ihren festen Platz in der professionellen Astronomie. Ihre extreme Empfindlichkeit, hohe Linearität und Dynamik haben sie zum bevorzugten Detektor der professionellen Astronomen werden lassen. Diesen Vorteilen steht als Nachteil allerdings noch die kleine Fläche der Einzeldetektoren gegenüber. Die größten Detektorflächen besitzen derzeit ca. 2000×2000 Bildpunkte und Kantenlängen von 2–3 cm. Aus diesem Grund eignen sich CCDs besonders für kleine, lichtschwache Objekte. Die Entwicklung der CCDs begann 1970 in den *Bell Laboratories USA*. Dort konnte ein elektronisches Aufnahmematerial geschaffen werden, dessen Arbeitsweise — das Speichern und Auslesen der durch Photonen erzeugten Photoelektronen — auf kollektiver Ladungskopplung basierte. Diese Arbeitsweise drückt sich in dem Ausdruck *CCD = charge coupled device* — auf deutsch ladungsgekoppelter Speicherbaustein — aus.

Erst 1990 wurden in den USA kostengünstige CCDs unter Verwendung des TC 211-CCD-Bausteins von Texas Instruments mit 192×165 Bildpunkten angeboten, die dem Amateur den Einstieg in diese leistungsfähige Technik ermöglichten. Die bekanntesten Kameras mit dem TC 211-Baustein sind die ST-4- Kamera der *Santa Barbara Instrument Group* (Cicco 1990) und die Lynxx von *SpectaSource Instruments* (Cicco 1991). Diese Kameras sind allerdings mit rauscharmen, professionellen CCDs nicht vergleichbar. Zudem haben die Bildpunkte rechteckige Ausmaße und sind dadurch für den astronomischen Einsatz weniger geeignet. Wesentlich verbesserte CCD-Kameras, wie z.B. die ST-6 (SBIG) folgten schon 1992, mit etwas größerer Detektionssfläche und niedrigerem Rauschen (Cicco 1992). Der Trend geht zu immer größeren Detektionsflächen mit keineren Pixeln und geringerem elektronischen Rauschen. So wurden

schon 1994 Kameras mit bis zu 1500×1000 quadratischen Bildpunkten angeboten, die sich in Bezug auf das Ausleserauschen nur noch um den Faktor 4–5 von den professionellen Kameras unterschieden. Kameras dieser neuen Generation sind z. B. die ST-7 (SBIG), die HiSIS 22 (LE2IM in Frankreich) sowie die LcCCD11n (OES in Deutschland), die alle den Kodak KAF-0400-Baustein (768×510 Bildpunkte) einsetzen. Die derzeit bekannteste Kamera mit dem Kodak KAF-1600-Baustein (1530×1020 Bildpunkte) ist die ST-8 (SBIG). CCDs sind für die

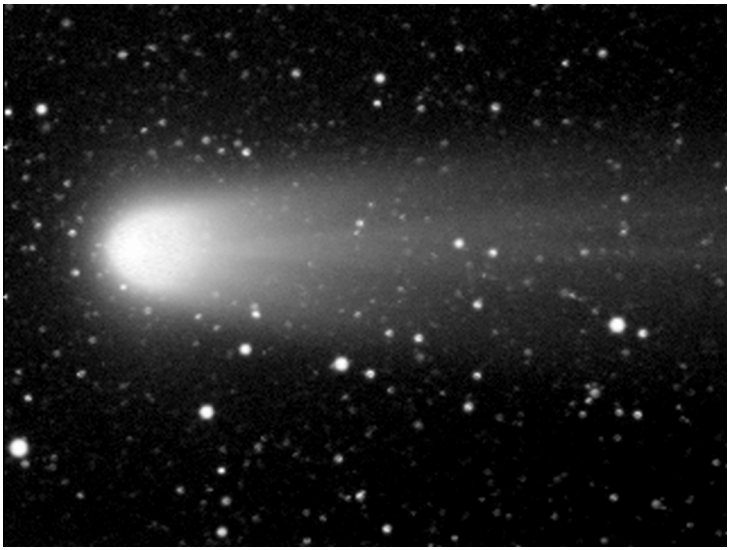


Abb. 7.1: Komet C/1996 B2 Hyakutake, am 27.3.96 um 20h 49m UT, 4 min, Komposit aus 2 Aufnahmen, 50 mm-Optik, f/4, ST-5, Aufnahme: M.Achternbosch

Beobachtung schwächerer Kometen sehr geeignete Detektoren: die besonders hohe Empfindlichkeit im roten Wellenlängenbereich und im nahen Infrarot können ausgenutzt werden, Kometen auch am aufgehellten Himmel zu detektieren. Zudem können durch geeignete Bildverarbeitung schwächere Details und Strukturen sichtbar gemacht werden. Mit Hilfe von Bildverarbeitungsprogrammen lassen sich Kometen einfach vermessen und ihre Position sowie die Positionswinkel von Schweifen sehr exakt bestimmen. Weiterhin können photometrische Bestimmungen von Kern- und Komahelligkeiten in geeigneten photometrischen Systemen durchgeführt werden. Die CCD stellt somit für den Kometenbeobachter ein leistungsfähiges Instrument mit erweiterten Möglichkeiten der Beobachtung und Auswertung dar.

7.1.1 Aufbau und Funktionsweise der Kamera

Im folgenden wird eine kurze Einführung in den Aufbau des Detektors gegeben. Die CCD stellt ein elektronisches Aufnahmematerial aus Halbleitermaterialien dar, dessen lichtempfindliche Fläche rasterförmig aus Zehntausenden bis Millionen von Bildelementen (engl. Pixel) aufgebaut ist. Die Absorption von Photonen in den Bildelementen führt zur Freisetzung im Valenzband gebundener Elektronen (*innerer Photoeffekt*), die bei diesem Prozeß in das Leitungsband überführt werden; nur Elektronen im Leitungsband können mit Hilfe einer Potentialdifferenz = angelegter Spannung transportiert werden. Die pro Pixel gespeicherte Ladung – proportional der einfallenden Lichtmenge – repräsentiert die dem Bildpunkt zugehörige Bildinformation Die

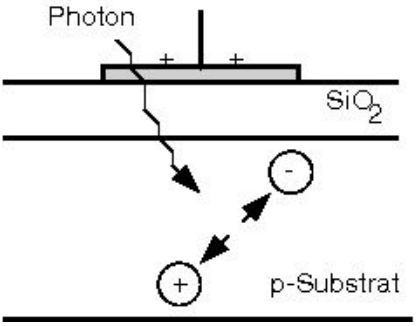


Abb. 7.2: Schematischer Aufbau eines MOS-Kondensators

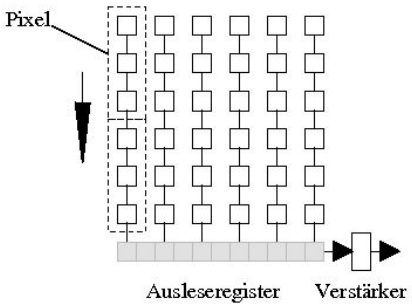


Abb. 7.3: Zeilenweiser Aufbau des Sensor-Arrays

pro Pixel erzeugten Ladungen müssen während der Aufnahme gespeichert werden, bis sie nach Beendigung der Aufnahme ausgelesen werden können. Besonders geeignet zum Speichern von Ladungen sind Kondensatoren. Der Detektor besteht aus p-Silizium – ein dotiertes Silizium mit Defektelektronen als Ladungsträger –, das mit einer dünnen Schicht Siliziumdioxid als Isolator bedeckt ist. Darüber werden rasterartig Elektroden angebracht. Die auf diese Weise realisierten Kondensatoren werden MOS-Kondensatoren genannt. Ein solcher Aufbau ist in Abbildung 7.2 dargestellt.

Die Elektroden sind elektrisch nicht willkürlich miteinander verbunden, sondern zeilenweise, wie in Abbildung 7.3 schematisch verdeutlicht. Die Zeilen sind durch dünne isolierende Barrieren voneinander getrennt. Ein Pixel ist also durch eine Zeile und eine bestimmte Anzahl paralleler

Elektroden charakterisiert. Legt man nun eine Spannung der Art an, daß die Elektroden positiv

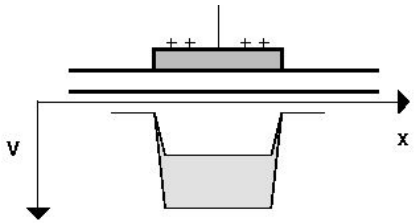


Abb. 7.4: Schematischer Potentialverlauf in der Zelle bei positiv geschalteter Elektrode

und das p-Silizium negativ geschaltet sind, so bildet sich direkt unter der Siliziumdioxidschicht eine ladungsträgerfreie Zone, d.h. eine Zone ohne Defektelektronen. Der Potentialverlauf ist schematisch in Abbildung 7.4 dargestellt.

In diesen Potentialsenken können die Elektronen während der Aufnahme fixiert werden. Das Elektrodenmaterial und die Siliziumdioxidschicht sind nun so beschaffen, daß sie von einfallenden Photonen durchdrungen werden können. Die Photonen erzeugen im p-Silizium Photoelektronen, welche unterhalb der Siliziumdioxidschicht durch das elektrische Feld fixiert werden, während die zugehörigen gebildeten "Löcher" (Defektelektronen) in Richtung des Substrats zurückgedrängt werden (Buil 1991). Die Valenzelektronen im Siliziumkristall können allerdings nicht nur durch Photonen sondern auch durch temperaturabhängige Gitterschwingungen im Siliziumkristall (thermische Energie) angeregt und in das Leitungsband überführt werden. Um diesen Effekt so weit wie möglich zu unterdrücken, muß der Detektor gekühlt werden. Bei Raumtemperatur wäre der MOS-Kondensator andernfalls in wenigen Sekunden gesättigt.

Sind die Elektroden dicht genug angeordnet, so können bei einer geeigneten Potentialeinstellung die Ladungen von einer Elektrode zur anderen transportiert werden (Buil 1991). Ein höheres positives Potental an der Nachbarelektrode erzeugt dort eine "tiefere" Potentialsenke – eine für die Elektronen energetisch günstigere Situation – so daß sie sich dorthin bewegen. In Abbildung 7.5 ist dieser Sachverhalt veranschaulicht. Für das Auslesen der Ladungen existieren mehrere technische Realisierungsmöglichkeiten. Man unterscheidet u.a. den Einphasen-, Dreiphasen- und Vierphasentransfer (Buil 1991). Der Auslesevorgang soll schematisch an einem

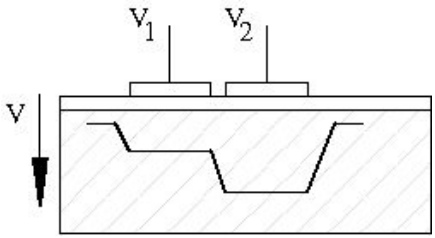


Abb. 7.5: Ladungskopplung zweier Potentialsenken

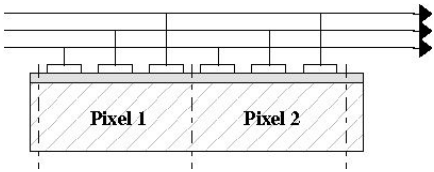


Abb. 7.6: Kopplung gleichartiger Elektroden bei einem Dreiphasentransfer

Dreiphasentransfer erläutert werden. In diesem Fall besteht ein Pixel aus drei parallel angeordneten Elektroden. Die Elektroden sind mit gleichartigen Elektroden benachbarter Zellen (Pixel) elektrisch verbunden – ein Elektrodensatz. In Abbildung 7.6 ist dieses Schaltungsprinzip dargestellt.

Während der Belichtung schaltet man einen Elektrodensatz – und damit eine Elektrode pro Zelle – elektrisch positiv, während die anderen Elektroden praktisch ein Null-Potential haben. Die gebildeten Photoelektronen sammeln sich unter den positiv geschalteten Elektroden. Das Auslesen wird durch Abbildung 7.7 verdeutlicht. Die gleichgeschalteten Elektroden sind in Abbildung 7.7

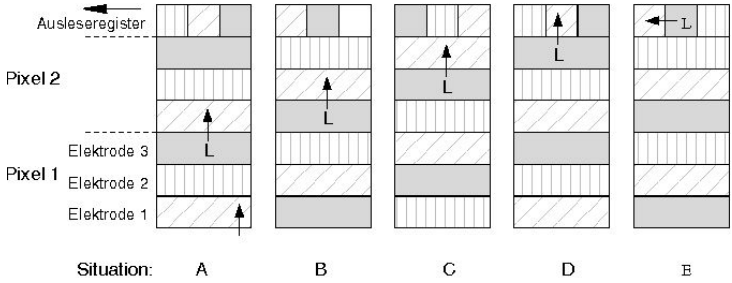


Abb. 7.7: Dreiphasentransfer entlang einer Zeile von einem Pixel zum nächsten Pixel (Situation A-D) und ein Tranferschritt entlang dem Register (E)

durch gleiche Muster dargestellt. Nach dem Ende der Aufnahme schaltet man die benachbarten Elektroden in Richtung des Registers positiv, während die bislang positiv geschalteten Elektroden praktisch ein Nullpotential erhalten. Für die Verschiebung der Ladungen in die benachbarten

Zellen sind also drei Transfers (Phasen) nötig. Die Ladungen können somit kollektiv (simultan) durch gekoppelte Potentialänderungen an den Elektroden Schritt für Schritt entlang der Zeile zum Ausgangsregister verschoben werden, wo sie nach dem gleichen Prinzip zum Verstärker transferiert werden. Abbildung 7.7 zeigt vier aufeinnanderfolgende Transfers der Ladung L (Situation A-D) innerhalb einer Zeile in Richtung des Ausleseregisters und die anschließende Verschiebung der Ladung L im Register um einen Transferschritt. Das Auslesen geschieht nacheinander zeilenweise, bis alle Ladungen dem Verstärker zugeführt sind. Für ein $n \times m$-Array werden also $3n + 3m$ Transfers benötigt (Manfroid *et al.* 1992).

Die freigesetzten Ladungen stellen analoge Signale dar. Damit der Computer aus der analogen Information ein Bild aufbauen kann, müssen die analoge Signale in digitale Werte umgewandelt werden. Dies geschieht mit Hilfe eines Analog/Digitalwandlers. Ein bestimmtes Ladungspaket stellt eine Analog/Digitaleinheit (engl. ADU) dar. Beispielsweise entspricht bei der ST-4 1 ADU 600 Elektronen (Schwartz 1993). Da die Kamera einen 8 bit Analog/Digitalwandler besitzt, können also pro Pixel maximal $256 \cdot 600\ e^-$ registriert werden. Die Zahl der Elektronen/ADU kann bei der ST-4 durch einen Boostwert verändert werden:

$$1ADU = \frac{600e^-}{Boost} \qquad Boost : 1,2,3,4$$

Mit einem Boostwert größer 1 sättigt die Kamera somit bereits früher, hat aber eine höhere Empfindlichkeit. Diese wird allerdings mit einem wesentlich höherem Rauschen und damit einer geringeren Meßgenauigkeit erkauft. Die ST-6 Kamera besitzt einen 16 bit A/D-Wandler,

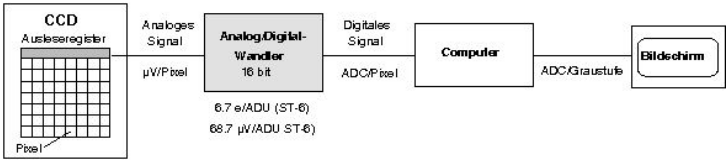


Abb. 7.8: Analog/Digital-Wandlung bei der ST-6

sie hat somit eine Dynamik von 65536 ADCs. Hier entspricht 1 ADU 6.7 Elektronen bzw. 68.7 μV (Schwartz 1993). Der Rechner weist den digitalen Werten (ADCs) Graustufen zu (siehe Abbildung 7.8). Ein 8 bit Analog/Digitalwandler kann theoretisch $2^8 = 256$ verschiedene Graustufen erzeugen, während die Lynxx-Kamera der Firma *SpektraSource Instruments*, die mit einem 12 bit Analog/Digital-Wandler ausgerüstet ist, theoretisch $2^{12} = 4096$ Grau-

stufen erzeugen kann, somit eine wesentlich differenziertere Graustufendarstellung ermöglicht.

256 Graustufen erscheinen auf dem ersten Blick völlig ausreichend, da das Auge weit unter 100 Graustufen differenzieren kann. Objekte mit Strukturen geringer Helligkeitsunterschiede können damit aber nur durch eine ungenügende Anzahl von Graustufen dargestellt werden. 12 bzw. 16 bit Dynamiken haben hier wesentlich erweiterte Darstellungsmöglichkeiten. Ein Graustufenunterschied bei 8 bit entspricht 16 unterschiedliche Graustufen bei 12 bit. Desweitern sind bei geringer Dynamik die Möglichkeiten der Bildverarbeitung äußerst begrenzt.

7.2 Eigenschaften der CCD

Im folgenden werden einige wichtige Eigenschaften der CCD-Kameras wie Quantenausbeute, spektrale Emfindlichkeit, Dunkelstrom u.a.m. kurz erläutert, welche beim Einsatz von CCD-Kameras berücksichtigt werden müssen.

Die CCD hat gegenüber herkömmlichen Detektoren eine wesentlich gesteigerte Empfindlichkeit. Als ein Maß für die spektrale Empfindlichkeit wird die *Quantenausbeute* (QE) bei einer bestimmten Wellenlänge angegeben. Sie gibt die Zahl der registrierten Photoelektronen im Verhältnis zu der Zahl der einfallenden Photonen bei einer bestimmten Wellenlänge an. Ein idealer Detektor hat eine Quantenausbeute von 100%. In Abbildung 7.9 sind die Quantenausbeuten schematisch für verschiedene Detektoren angegeben. Während das Auge und die photographische Platte Quantenausbeuten von etwa 1% haben, erreichen Amateur-CCD-Kameras Quantenausbeuten bis zu $40-50\%$. Professionelle Kameras kommen mit Quantenausbeuten bis zu 80% einem idealen Detektor schon recht nahe (Manfroid *et al.* 1992). In der Abbildung 7.10 ist die spektrale Emfindlichkeit des TC-211-Bausteins dargestellt, welcher in den ST-4- und Lynxx-Kameras verwendet wird. Diese Kameras haben ihre maximale Quantenausbeute bei $600-700$ nm mit ca. 50%. Die *spektrale Empfindlichkeit* der CCDs ist gegenüber der normalen Photoemulsion im Bereich des nahen Infraroten erweitert (siehe Abbildung 7.9). Dagegen haben die CCDs im blauen Spektralbereich im allgemeinen eine niedrigere Empfindlichkeit und im UV-Bereich sind nur speziell präparierte oder beschichtete CCDs empfindlich.

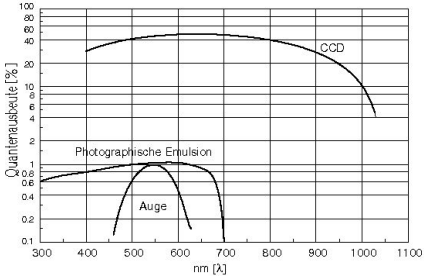


Abb. 7.9: Quantenausbeute verschiedener Detektoren

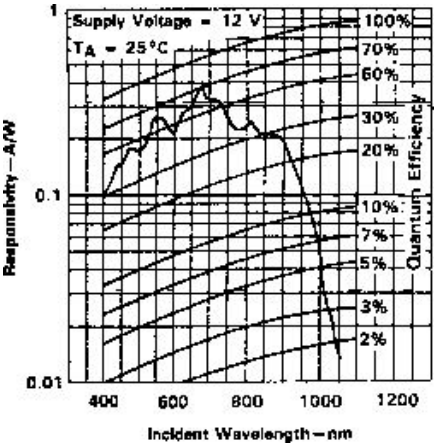


Abb. 7.10: Spektrale Empfindlichkeit des TC-211-Bausteins von Texas Instruments

Neben Photonen können auch Gitterschwingungen (thermische Energie) im Siliziumkristall Elektronen in das Leitungsband heben. Auch ohne Lichteinstrahlung wird abhängig von der Temperatur daher ein sogenannter *Dunkelstrom* beobachtet. Das T-Verhalten des Dunkelstroms kann durch folgendes Gesetz beschrieben werden (Manfroid *et al.* 1992):

$$I_D \propto e^{-\frac{B}{kT}}$$

Dabei sind k die Boltzmannkonstante, T die Temperatur in Kelvin und B eine Konstante. Die Besetzungsdichte der angeregten Zustände folgt somit einer Boltzmann-Verteilung. Eine Temperaturänderung um 10°C verändert den direkten Dunkelstrom ca. um den Faktor 3 (Manfroid *et al.* 1992). Um den Dunkelstrom auf einen sehr geringen Wert abzusenken, ist eine Abkühlung des CCD-Bausteins auf ca. -100°C erforderlich (Buil 1991). Bei den Amateurkameras erfolgt eine thermoelektrische Kühlung, mit der bis zu $30-50$°C unter die Umgebungstemperatur gekühlt werden kann. Der Dunkelstrom ist aber bei diesen Temperaturen noch merklich. Von der Orginalaufnahme wird aus diesem Grund eine entsprechenden Dunkelaufnahme ohne Lichteinstrahlung subtrahiert. Um die Auswirkungen geringer Temperaturschwankungen während der Belichtung zu reduzieren, kann eine Reihe von Dunkelaufnahmen vor und nach der eigentli-

chen Aufnahme aufgenommen werden. In der Korrektur verwendet man dann die gemittelte Aufnahme. Der Dunkelstrom erzeugt ein signifikantes Rauschen (thermisches Rauschen), das in Abschnitt 7.3 erläutert wird.

Durch statistisch bedingte Schwankungen des elektronischen Rauschens können negative Werte im Signal entstehen. Um diesen Effekt zu verhindern, wird eine konstante Ladungsmenge jedem Pixel zuaddiert (Buil 1991). Diese Ladung wird *bias* genannt, welche nachträglich wieder abgezogen werden sollte. Zu diesem Zweck wird eine Aufnahme mit der geringst möglichen Integrationszeit – im Idealfall sollte $t = 0$ sein – durchgeführt und vom Orginal abgezogen.

In einem weiten Bereich ist die Bestrahlungsstärke E (in Watt $\mathrm{cm}^{-2}\text{Å}^{-1}$) dem erhaltenen Signal S (in Analog/Digital-Einheiten ADC) bis auf eine Konstante direkt proportional (Buil 1991):

$$S = k_1 \cdot E + k_2 \tag{7.1}$$

Man spricht dann von einem linearen Verhalten. Die *Linearität* ist besonders für die Photometrie von großer Wichtigkeit. Es existiert bei geringen Bestrahlungsstärken ein Schwellenwert für die Registrierbarkeit, welcher durch das Rauschen der Elektronik des Detektors begrenzt ist. Auf der anderen Seite führt eine zu große Zahl erzeugter Photoelektronen zum Sättigen der MOS-Kondensatoren. Schon vor dem Sättigen der Bildelemente beobachtet man eine Abweichung von der Linearität, was sich durch eine Abnahme der Quantenausbeute bemerkbar macht. Dies muß bei der Photometrie berücksichtigt werden.

Das Verhältnis von maximal detektierbarem zu minimal detektierbarem Signal wird *dynamischer Bereich* genannt. Im Vergleich zu photographischen Emulsionen, die große Helligkeitsunterschiede nicht wiedergeben können, haben CCDs einen wesentlich größeren dynamischen Bereich von der Größenordnung 10^5. Vor dem Sättigen der Bildelemente treten allerdings nicht-lineare Effekte auf (siehe oben zur Linearität), so daß ein dynamischer Bereich von 10^4 realistischer erscheint. Dies entspricht etwa einem Bereich von 10 Größenklassen (Manfroid *et al.* 1992).

Jeder Potentialwall kann nur eine ganz bestimmte Zahl von Photoelektronen speichern. Im allgemeinen können einige 10^5 Elektronen fixiert werden, bevor der Pixel sättigt (*full well capacity*). Bei großen Beleuchtungsstärken oder nach langen Integrationszeiten hellerer Objekte

können so viel Photoelektronen erzeugt werden, daß es zur Sättigung der Pixel kommt. Die Elektronen wandern dann in benachbarte Pixel der gleichen Zeile, im Extremfall wird die ganze Zeile davon betroffen. In der CCD-Aufnahme läuft dann vom Objekt in Richtung der Auslesung ein sogenannter blooming-trail aus. Die Amateur-CCD-Kameras haben meist *antiblooming*-Bausteine (z. B. TC-211, TC-241). Diese speziellen Bausteine ermöglichen das Abführen von Exzess-Ladungen durch geeignete Elektroden (Buil 1991). Die antiblooming-Elektroden nehmen pro Pixel eine bestimmte Fläche ein, die als lichtempfindliche Fläche nicht zur Verfügung steht, was sich für die Photometrie nachteilig auswirkt. Für die Photometrie muß die antiblooming-Funktion auf jeden Fall ausgeschaltet werden.

In den CCD-Bausteinen ist die Empfindlichkeit von Pixel zu Pixel unterschiedlich. In den Amateur-Kameras können Empfindlichkeitsunterschiede bis zu 10% auftreten. Im Extremfall können manche Pixel beispielsweise überhaupt nicht aktiv sein (*dead pixel*), andere dagegen sind so aktiv, daß sie sehr schnell sättigen (*hot pixel*). Manchmal ist auch eine ganze Zeile inaktiv. In der Praxis werden je nach Anzahl der vorhandenen Defekte daher CCD-Bausteine in verschiedenen Güteklassen angeboten. Hochwertige Bausteine sind sehr teuer. Für die Photometrie ist eine Korrektur notwendig, um eine weitgehende Angleichung der Empfindlichkeiten zu ermöglichen. Auch für die Detektion extrem schwacher Objekte sollte eine solche Korrektur duchgeführt werden. Zur Korrektur belichtet man unter identischen Versuchsbedingungen (gleicher Fokus, Filter etc.) eine gleichmäßig helle Fläche. Die Belichtung sollte so gewählt werden, dass möglichst hohe Pixelwerte erreicht werden, ohne allerdings eine Sättigung hervorzurufen. Dies kann beispielsweise ein weißer Karton oder eine weiße Wand sein. Die Pixel werden nach der Aufnahme trotz der gleichen Belichtung entsprechend ihrer unterschiedlichen Empfindlichkeit unterschiedliche Pixelwerte aufweisen. Das durch eine Dunkelaufnahme und bias-Aufnahme bereinigte Orginal wird nun durch diese *Flatfield-Aufnahme* dividiert, die natürlich zuvor ebenfalls bereinigt wurde. Man erreicht somit in Grenzen die gewünschte Korrektur. Allerdings stellt eine perfekte Flatfieldkorrektur eine schwierige Prozedur dar, da die Flatfieldkorrektur von der spektralen Energieverteilung des Lichtes abhängig ist (Buil 1991). Im Idealfall sollten die spektralen Energieverteilungen des Himmelshintergrundes der Orginalaufnahme und die der Lichtquelle für die Flatfieldaufnahme übereinstimmen.

7.3 Die Meßgenauigkeit von CCDs

Ein Objekt mit einem kleinen Signal (Zahl der erzeugten Photoelektronen) ist auf einer Aufnahme dann registrierbar, wenn das Signal S merklich größer als das vorhandene Rauschen N ist. Dabei versteht man unter dem Rauschen die statistische Schwankung eines Signals, was bei Durchführung einer Meßreihe der Standardabweichung σ des Signals entspricht (Buil 1991, Henden *et al.* 1991). Das Rauschen ist sowohl instrumentell wie auch außerinstrumentell bedingt.

Das *Signal/Rauschverhältnis (S/N)* ist sowohl ein Maß für die Registrierbarkeit als auch für die Meßgenauigkeit. Ein schwaches Signal gilt nur dann als signifikant, wenn das Signal größer als 3σ ist, d.h. wenn gilt:

$$\frac{S}{N} \geq 3$$

Das Rauschen hat verschiedene Ursachen. Die wichtigsten Beiträge sind:

- das Photonenrauschen, sowohl vom Objekt als auch vom Himmelshintergrund,
- das thermisches Rauschen vom Dunkelstrom,
- das sogenannte Ausleserauschen (Readout noise) durch die Elektronik.

Im folgenden werden diese einzelnen Beiträge näher erläutert.

7.3.1 Photonenrauschen

Die spontane Emission von Photonen durch eine Lichtquelle erfolgt nicht gleichmäßig. Zum einen werden Photonen in Wellenzügen emittiert. Zum anderen geschieht die spontane Emission zu einem für den Beobachter nicht vorhersagbaren Zeitpunkt. Als Folge kann nur mit Hilfe statistischer Gesetze angeben werden, wieviele Photonen innerhalb der Meßzeit eintreffen. Die zugehörige Wahrscheinlichkeitsverteilung ist in diesem Fall eine *Poisson-Verteilung* (Henden *et al.* 1991). Abbildung 7.11 bezieht sich auf eine Meßreihe, bei der Aufnahmen mit jeweils der gleichen Meßzeit durchgeführt wurden. Die Anzahl der registrierten Photonen unterscheidet sich von Aufnahme zu Aufnahme. Die x-Achse stellt die Anzahl der registrierten Photonen dar. Die y-Achse gibt die zugehörige Wahrscheinlichkeit (1 entspricht 100%) an. Bei einem grossen

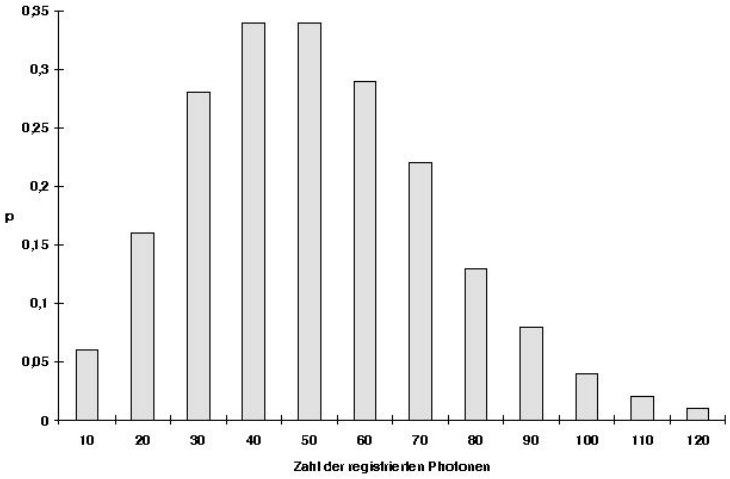


Abb. 7.11: Beispiel einer Poisson-Verteilung mit der Varianz $\sigma^2 = 50$ für die Zahl registrierter Photonen

Photonenstrom ist das Rauschen gleich der Standardabweichung σ des Signals und entspricht bei einer Poisson-Verteilung der Quadratwurzel der innerhalb der Messzeit im Mittel eintreffenden Photonen $n_{Photonen}$. Die Zahl der innerhalb der Messzeit eintreffenden Photonen ist proportional dem instrumentell gemessenen Signal f_{Objekt} des Objekts:

$$\sigma_{Objekt} = \sqrt{f_{Objekt}} \tag{7.2}$$

Das Photonenrauschen begrenzt die Meßgenauigkeit selbst eines idealen Detektors.

7.3.2 Beitrag des Himmelshintergrundes

Der Himmelshintergrund ist selbst in einer mondfreien Nacht niemals ganz schwarz. Er erzeugt ein merkliches Signal. Maßgebend sind dafür vier natürliche Quellen (Manfroid *et al.* 1992):

- das integrale Sternlicht (kombinierter Effekt),
- das zodiakale Licht,

- die Aurora (Lichtemission energetischer Teilchen entlang magnetischer Feldlinien),
- der Airglow (photochemische Prozesse).

Daneben wird der Himmelshintergrund durch terrestrische Störlichter mitbestimmt. Alle diese Beiträge erzeugen ein Signal $f_{Hintergrund}$. Das Rauschen wird wie folgt definiert:

$$\sigma_{Hintergrund} = \sqrt{f_{Hintergrund}} \tag{7.3}$$

7.3.3 Thermisches Rauschen

Der Dunkelstrom I_D trägt ebenfalls zum Gesamtrauschen bei. Bei thermoelektrischer Kühlung kann das thermische Rauschen im allgemeinen nicht vernachlässigt werden. Bei Abkühlung verringert sich der Dunkelstrom pro 10°C um den Faktor 3. Das thermische Rauschen ist definiert durch:

$$\sigma_{Thermal\ noise} = \sqrt{I_D \cdot t \cdot n_{Pixel}} \tag{7.4}$$

Hierbei ist I_D der Dunkelstrom in e^-/Pixel/s, t die Integrationszeit in s und n die Zahl der *relevanten* Pixel für das Signal. Bei der ST-4 beträgt der Dunkelstrom $500e^-$/Pixel/s bei 25°C Umgebungstemperatur (Schwartz 1993). Dies entspricht am CCD-Baustein einer Temperatur von etwa -5°C . Dagegen ist der Dunkelstrom bei der ST-6 mit $30e^-$/Pixel/s bei 20°C wesentlich niedriger (Schwartz 1993). Für einige CCD-Kameras sind in Tabelle 7.1 die Dunkelströme angegeben.

7.3.4 Readout noise

Kühlt man den CCD-Baustein soweit herab, daß das thermische Rauschen vernachlässigt werden kann, verbleibt ein instrumentelles Rauschen, bedingt durch die begrenzte Meßgenauigkeit der Elektronik. Dieses Rauschen wird Ausleserauschen (Readout noise) genannt. Es begrenzt die Meßgenauigkeit auch sehr guter Kameras und stellt für schwache Signale und sonst vernachlässigbaren Hintergrund den Schwellenwert für die Registrierbarkeit dar.

$$\tilde{\sigma}_{Readout\ noise} = \sqrt{\sigma^2_{Readout\ noise} \cdot n_{Pixel} \cdot n_{Additionen}} \tag{7.5}$$

Für das Gesamtausleserauschen eines Signals muß mit der Zahl derjenigen Pixel multipliziert werden, über die sich das Signal erstreckt. Werden mehrere Aufnahmen zu einem Komposit zusammenaddiert, geht auch die Zahl der addierten Aufnahmen in das Gesamtausleserauschen mit ein. Das Readout noise $\sigma_{Readout\ noise}$ beträgt bei der ST-4 bei einem gain-Faktor von 1 600e^-/Pixel/Ausleseprozedur, für das vor allem der A/D-Wandler verantwortlich ist (Schwartz 1993). Wird ein gain-Faktor von 4 gewählt, beträgt das Readout noise 150 e^-/Pixel/Ausleseprozedur. Für die Lynxx PC bzw. Lynxx Plus der Firma Spectra Source werden 80 bzw 20 e^-/Pixel/Ausleseprozedur angegeben (SpectraSource 1991). Für weitere CCD-Kameras sind die Werte für das Ausleserauschen in Tabelle 7.1 aufgeführt. Das Ausleserauschen ist in den technischen Datenblättern immer pro Pixel angegeben.

Tab. 7.1: Auswahl von Daten zu bekannten CCD-Kameras; ADC = Dynamik des A/D-Wandlers; RN = Ausleserauschen (Readout noise) in e^-/Pixel/Ausleseprozedur; Dunkelstrom I_D in e^-/Pixel/s.

CCD	Array	Pixel-Größe	ADC	e^-/ADU	RN	I_D
ST-4	192×165	$13 \times 17\mu$m	8 bit	600	600*	500
ST-4X	192×165	$13 \times 17\mu$m	14 bit	-	20	5
Lynxx	192×165	$13 \times 17\mu$m	12 bit	-	80	120
Lynxx-2	192×165	$13 \times 17\mu$m	12 bit	-	20	120
ST-5	320×240	$10 \times 10\mu$m	14 bit	-	20	1
ST-6	375×242	$23 \times 27\mu$m	16 bit	6.7	30	30
Starlight Xpress	256×500	$12.7 \times 16.6\mu$m	12 bit	-	30	< 1
ST-7	765×510	$9 \times 9\mu$m	16 bit	-	20	0.2
ST-8	1530×1020	$9 \times 9\mu$m	16 bit	-	20	0.2

*: gilt nur für den gain-Faktor 1; für einen gain-Faktor von 4 ist $\sigma_{Readoutnoise}$ = 150 e^-/Pixel/Ausleseprozedur.

7.3.5 Das Signal/Rausch-Verhältnis

Alle Rauschbeiträge – das Photonenrauschen des Objekts sowie des Himmelshintergrunds, das thermische Rauschen des Dunkesstroms und das Readout noise der Elektronik – gehen nach dem Fehlerfortpflanzungsgesetz in das Gesamtrauschen N ein:

$$\frac{S}{N} = \frac{f_{Stern}}{\sqrt{f_{Stern} + f_{Hintergrund} + 2 \cdot n_{Additionen} \cdot (\sigma^2_{Thermal\ noise} + \sigma^2_{Readout\ noise} \cdot n_{Pixel})}} \tag{7.6}$$

Dabei muß die Zahl der Bildadditionen zu einem Komposit berücksichtigt werden. Der Faktor 2 berücksichtigt die Subtraktion von Dunkelaufnahmen, die natürlich zum instrumentel-

len Gesamtrauschen beitragen. Hierbei sind f_{Stern} und $f_{Hintergrund}$ bereits die addierten Werte.

Für photometrische Bestimmungen ist eine Abschätzung der Meßgenauigkeit unerläßlich. Sie wird durch das Signal/Rausch-Verhältnis bestimmt. Die Meßgenauigkeit einer Helligkeitsmessung ist umgekehrt proportional dem Signal/Rausch-Verhältnis (Henden *et al.* 1991):

$$\delta m \propto \frac{1}{S/N} \tag{7.7}$$

Im Falle *stellarer Photometrie* sollte eine Genauigkeit von $0.01^{\mathrm{m}} = 1\%$ angestrebt werden – nur eine Genauigkeit größer 3% ist interessant. Damit gilt:

$$\frac{S}{N} \geq 100$$

Folglich sind nur Signale mit $f \geq 10000$ von Interesse (Henden *et al.* 1991)! Dies wirkt sich natürlich auf die scheinbare Helligkeit der Objekte aus, die gemessen werden können.

Insbesondere bei der Interpretation schwacher Objekte mit sehr rauschstarkem Untergrund ist mit Bedacht vorzugehen, damit Artefakte nicht für reale Objekte gehalten werden. Als Beispiel sei eine in *Sterne und Weltraum* veröffentlichte Aufnahme des Kometen P/Schwassmann-Wachmann 1 (ca. 12. Größe) mit einem angeblichen *Streamer* diskutiert. Der Beobachter nahm mit der ST-4-Kamera 5 Aufnahmen mit je 2 Minuten Integrationszeit von dem Kometen auf. Die Kamera war zur Erhöhung der Empfindlichkeit auf einen gain-Faktor von 4 (1 ADU = 150 e^-) eingestellt. Bei einer angenommenen Außentemperatur von ca. 9°C ergibt sich ein Dunkelstrom von ca. 125 e^-/Pixel/s. Alle 5 Aufnahmen wurden nach der Dunkelstromkorrektur zu einem Komposit addiert. Der Beobachter entdeckte auf der (dem Autor freundlicherweise zur Verfügung gestellten) Aufnahme einen sehr schwachen "Streamer" beim Kometen. Nach Integration der Pixelwerte über die vom "Streamer" bedeckte Fläche ergibt sich ein Netto-Signal von 120 ADU über 49 Pixel. Setzt man alle Daten in die Gleichung 7.6 ein, so ergibt sich:

$$\frac{S}{N} = \frac{120 \cdot 150}{\sqrt{120 \cdot 150 + 2 \cdot 5 \cdot (125 \cdot 600 \cdot 49 + (150)^2 \cdot 49)}} = \frac{18000}{6913} = 2.6$$

Der Streamer ist also unsicher!

7.3.6 Abschätzung des theoretischen Signal-Rauschverhältnisses: Nachweisgrenzen für punkt- und flächenhafte Objekte

Für die Aufnahme eines lichtschwachen Objekts ist es oft sinnvoll, die theoretische Mindestintegrationszeit für das Erreichen der Nachweisgrenze abzuschätzen. Auch kann es wünschenswert sein, für eine bestimmte Meßgenauigkeit die theoretisch notwendige Integrationszeit überschlagsmäßig zu berechnen. Bei den nachfolgenden Überlegungen wird die Nachweisgrenze bzw. die photometrische Messgenauigkeit mit Hilfe des Signal/Rausch-Verhältnisses ermittelt.

Die nachfolgend vorgestellten Überschlagsrechnungen beziehen sich auf eine Reihe von Annahmen bezüglich der instrumentellen Ausrüstung und bestimmter Beobachtungsbedingungen. Es wird versucht, die theoretischen Möglichkeiten der CCD aufzuzeigen. In der Praxis können die wahren Signal/Rausch-Verhältnisse von den abgeschätzten Werten abweichen. Die Ergebnisse sollten nicht als Absolutwerte aufgefaßt werden, sondern als Orientierungshilfe. Die im Anhang aufgeführten Werte in den Tabellen sollen dem Amateur als Richtwerte dienen, um ein Beobachtungsprojekt auf seine theoretisch mögliche Ausführbarkeit hin prüfen zu können.

Ziel ist es, für ein Objekt einer bestimmten Helligkeit das Signal und alle relevanten Rauschbeiträge abzuschätzen, um nach Gleichung 7.6 das Signal/Rauschverhältnis zu berechnen. Dazu muß die Zahl der am Ausgang des Teleskops austretenden Photonen ermittelt werden, um die Zahl der erzeugten Photoelektronen in der CCD abschätzen zu können. Im folgenden werden das Objektsignal sowie das Photonenrauschen des Objekts und des Himmelshintergrunds aus astrophysikalischen Daten ermittelt.

7.3.6.1 Das Objekt-Signal

Zum Abschätzen der Beleuchtungsstärken E_λ eines Objekts wird der außeratmosphärische Photonenstrom für einen Stern der 0. Größe in einem für CCDs relevanten Wellenlängenbereich von 4000 – 10000 Å, bzw. für das V-Band errechnet. Aus den bei Buil angegebenen Daten für außeratmosphärische Photonenströme pro Ångström für einen G2-Stern der 0. Größe wird der Kurvenverlauf der spektralen Quantenstromverteilung ermittelt, welcher in Abbildung 7.12

dargestellt ist (Buil 1991). Dabei ist E_λ auf die Zahl der Quanten pro Sekunde und Quadratzentimeter Öffnung der Optik bei einer bestimmten Wellenlänge (Å) bezogen. Aus der durch Regressi-

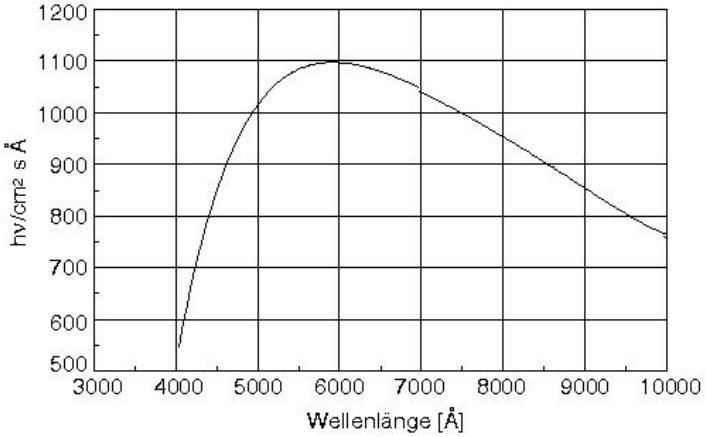


Abb. 7.12: Zahl der Quanten in cm^{-2} s^{-1} $Å^{-1}$ für einen G2-Stern der 0. Größe außerhalb der Atmosphäre

onsrechnung ermittelten Funktion der Verteilungskurve können nach Integration für den Wellenlängenbereich $4000-10000$ Å (filterlos) $5.7\cdot 10^6$ Quanten $cm^{-2}s^{-1}$, bzw. $1\cdot 10^6$ Quanten cm^{-2} s^{-1} für das V-Band (1000 Å Bandbreite) erschlossen werden.

Vergleicht man die erhaltenen Werte mit anderen in der Literatur veröffentlichten Daten, so findet man eine gute Übereinstimmung (Budding 1993).

Mit $E(m) = E(0)\cdot 10^{-0.4m}$ können die außeratmosphärischen Bestrahlungsstärken für ein Objekt mit der scheinbaren Helligkeit m berechnet werden. Um die Zahl der Photonen am Ausgang eines Teleskops berechnen zu können, müssen die Absorptionsverluste durch die atmosphärische Extinktion, die Absorptions- und Reflexionsverluste an den optischen Oberflächen sowie die Quantenausbeute der CCD-Kamera berücksichtigt werden. Die Zahl der pro Sekunde im Detektor erzeugten Photoelektronen ergibt sich aus Gleichung 7.7 (Buil 1991).

$$S = \frac{\pi D^2 \tau}{4} \int E_\lambda Q_\lambda T_\lambda F_\lambda d\lambda \tag{7.8}$$

Dabei sind D die Öffnung der Optik, τ der Gesamttransmissionskoeffizient des optischen Sys-

tems, Q_λ der spektrale Koeffizient für die Quantenausbeute, T_λ der spektrale atmosphärische Extinktionskoeffizient und F_λ der spektrale Transmissionskoeffizient des Filters. Jeder Koeffizient gibt den Bruchteil der durchgelassenen, reflektierten bzw. registierten Quanten bei einer bestimmten Wellenlänge an. Für die Abschätzung werden für den relevanten Spektralbereich gemittelte Werte für die Koeffizienten verwendet.

Im einzelnen werden angenommen:

- eine *Zenitextinktion* von ca. 0.2^{m}, woraus sich ein Transmissionskoeffizient $T_{\chi=1}$ von 0.83 ergibt. Für eine beliebige Zenitdistanz z gilt: $T_\chi = e^{ln(T_{\chi=1})\chi}$ (Buil 1991), wobei χ die sogenannte Luftmasse ist, mit[1] $\chi = \sec z$. Die Luftmasse χ wird im Abschnitt 7.5.2.2 näher erläutert. Für unsere Betrachungen wird von einer Zenitdistanz von 45°ausgegangen. Die Luftmasse χ beträgt hiermit 1.41, woraus sich ein Transmissionskoeffizient von $T = 0.77$ ergibt.

- ein *Quantenverlust durch Absorption/Streuung und Obstruktion* an Spiegel/Korrekturplatten: von ca. 25%. τ ist dann 0.75. Der Gesamttransmissionskoeffizient τ des optischen Systems setzt sich aus dem Koeffizienten für die Obstruktion (bei Spiegel) und den Teiltransmissionen und -reflektionen der einzelnen optischen Systeme zusammen (Buil 1991):

$$\tau = \tau_{Obstruktion} \cdot \prod^{n} \tau_{OptischeSysteme} \tag{7.9}$$

$$\tau_{Obstruktion} = \frac{D_1^2 - D_2^2}{D_1^2} \tag{7.10}$$

  Dabei stehen D_1 und D_2 für die Durchmesser des Primärspiegels bzw. des Sekundärspiegels. Für die gesamten Verluste können $9-10\%$ pro optische Fläche gerechnet werden. (Beispielsweise kann für das C8 ein Gesamttransmissionskoeffizient τ von 0.69 abgeschätzt werden. Der $\tau_{Obstruktion}$-Wert beträgt 0.94 und für die einzelnen Spiegel bzw. die Korrektorplatte kann jeweils ein $\tau_{Optische\ Systeme}$-Wert von ca. 0.9 angenommen werden).

- eine *mittlere Quantenausbeute* von ca. 37% im Wellenlängenbereich $4000-10\,000$ Å ($Q \leq 0.37$) und ca. 42% für das V-Band ($Q \leq 0.42$). Die Werte beziehen sich auf die Quantenausbeute des TC-211-CCD-Bausteins. Die tatsächliche *detektierte Quanteneffizienz* ist aber geringer als die theoretische Quantenausbeute.

[1] $\sec z = 1/\cos z$

- eine *Filtertransmission* von eins für den filterlosen Einsatz bzw. 0.49 bei Verwendung eines V-Filters (GG495 + BG18 von Schott).

Für den filterlosen Einsatz ergeben sich für ein Objekt der 0. Größe damit $S_0 = 1 \cdot 10^6$ registrierte Photoelektronen pro Sekunde und Quadratzentimeter Öffnung der Optik. Für das V-Band lassen sich dann $S_0 = 1 \cdot 10^5$ Photoelektronen pro Sekunde und Quadratzentimeter Öffnung der Optik erwarten.

Eine ähnliche Überschlagsrechnung führt Mallama durch, wobei nach Gesamtreduktion für Amateur-CCD-Kameras im Spektralbereich $4000 - 10000$ Å $2 \cdot 10^6$ Photoelektronen s^{-1} (V-Filter: $3 \cdot 10^5$ Photoelektronen s^{-1}) pro Zoll Öffnung der Optik angenommen werden (Mallama 1993).

Das nach einer Integrationszeit t in Photoelektronen erhaltene Signal f_{Objekt} mit einer Optik der Öffnung D ergibt sich dann durch (Buil 1991):

$$f_{Objekt} \approx \frac{1}{10^{\frac{mag}{2.5}}} S_0 \cdot t \cdot \frac{D^2 \pi}{4} \tag{7.11}$$

7.3.6.2 Der Beitrag des Himmelshintergrundes

Neben dem Objekt erzeugt der Himmelshintergrund ein Signal. Die Ursachen der Himmelshintergrundhelligkeit werden in Abschnitt 7.3.2 aufgeführt. Für die extraterrestrische Leuchtdichte (Flächenhelligkeit) des Nachthimmels wird ein Stern der scheinbaren Helligkeit m pro Quadratbogensekunde ($arcsec^2$) angenommen (Geyer 1984). Die scheinbaren Helligkeiten sind für verschiedene Nachtsituationen in Abbildung 7.13 angegeben (Manfroid *et al.* 1992). Die Zahl der Quanten kann aus dem Sternsignal S_0 der 0. Größe abgeschätzt werden (Buil 1991).

$$E_{Hintergrund} \approx \frac{1}{10^{\frac{mag_{Hintergrund}}{2.5}}} S_0 \tag{7.12}$$

Für eine mondlose Nacht mit 20^{m} $arcsec^-2$ ergibt sich für den Wellenlängenbereich $4000 - 10000$Å ca. $1 \cdot 10^{-2}$ Quanten cm^{-2} $arcsec^{-2}$ s^{-1} und im V-Band ca. $1 \cdot 10^-3$ Quanten cm^{-2} $arcsec^{-2}$ s^{-1}.

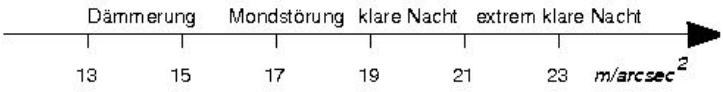


Abb. 7.13: Leuchtdichte des Himmelshintergrunds in Helligkeit pro Quadratbogensekunden in Abhängigkeit von der Nachtsituation

Das resultierende Signal nach einer Integrationszeit t für den Himmelshintergrund läßt sich folgendermaßen abschätzen (Buil 1991):

$$f_{Hintergrund} \approx \frac{1}{10^{\frac{mag_{Hintergrund}}{2.5}}} n_{Pixel} \cdot \gamma \cdot S_0 \cdot t \cdot \frac{D^2\pi}{4} \tag{7.13}$$

Da sich die Leuchtdichten auf einen Raumwinkel von 1 arcsec^{-2} beziehen, muß die dem Objektsignal S zugehörige Fläche berücksichtigt werden. γ ist die Fläche eines Bildelements in Quadratbogensekunden und n_{Pixel} ist die Zahl der Bildelemente, über die sich das Signal erstreckt. t ist die Integrationszeit. γ kann auf folgende Weise berechnet werden (Buil 1991):

$$\gamma = \frac{42545 \cdot x \cdot y}{F_{Optik}^2} \tag{7.14}$$

Dabei sind x und y die Abmessungen des Bildelements (in μm), und F die Brennweite der Optik (F in mm).

7.3.6.3 Nachweisgrenze und Meßgenauigkeit:

Das nach Gleichung 7.6 ermittelte *Signal/Rauschverhältnis* bestimmt nun die Registrierbarkeit und die Güte der Messung. Im Anhang werden in Tabellen die Signal/Rausch-Verhältniswerte für bestimmte scheinbare Helligkeiten für 6″, 8″ und 10″-Instrumente, bezogen auf bestimmte Integrationszeiten aufgeführt. Desweiteren wird für vorgegebene Signal/Rausch-Verhältniswerte

(10, 50 und 100) die erforderliche theoretische Mindestintegrationszeit abgeschätzt. Dies ist vor allem für die Photometrie von großer Wichtigkeit.

Vergleicht man flächenhaft ausgedehnte Objekte, zum Beispiel Kometen, mit gleicher Gesamthelligkeit ($f_{Komet} = const.$), aber unterschiedlichen Ausdehnungen (Komadurchmesser), so ergibt sich aus Gleichung 7.6 ein unterschiedliches Signal/Rauschverhältnis. Die Zahl der für das Gesamtsignal relevanten Pixel n_{Pixel} ist unterschiedlich und geht in den Größen $f_{Hintergrund}$, $\sigma_{Thermal\ noise}$ und in dem Ausdruck $(\sigma^2_{Readout\ noise} \cdot n_{Pixel})$ ein. Eine größere Koma führt bei gleicher Gesamthelligkeit zu einem geringeren Signal/Rausch-Verhältnis. Die Angaben in den Tabellen beziehen sich auf Objekte, die mit Detektionskreisen von 10, 60 und 180 Bogensekunden Durchmesser aufgenommen werden müssen. Alle Pixel innerhalb dieser Detektionsfläche sind für das Gesamtsignal relevant.

Der Nutzen solcher Abschätzungen sei an einem Beispiel demonstriert. In einem Artikel wurde behauptet, daß Photometrie von Sternen der 15. Größe mit einem Instrument von 70 mm Öffnung (70/225 mm) möglich sei. Als Integrationszeit würden 2 min genügen. Wenn in diesem Zusammenhang das Wort Photometrie verwendet wird, so impliziert dies eine *Messung in einem photometrischen System*. Der Einsatz eines geeigneten Filters muß also vorausgesetzt werden. Man kann nun das S/N-Verhältnis für 2 min Integrationszeit nach der oben aufgeführten Überschlagsrechnung abschätzen.

Für eine 70/225 mm-Optik (Öffnungsfläche 38.5 cm^2) kann nach Gleichung 7.11 das Signal f eines Objekts der 15. Größe nach 120 s Integrationszeit abgeschätzt werden:

$$f_{Objekt} \approx \frac{1}{10^{\frac{15^m}{2.5}}} 1 \cdot 10^5 \cdot 120 \cdot \frac{7^2\pi}{4} = 462e^-$$

Dabei wird der ideale Fall angenommen, daß der Stern der 15. Größe auf nur ein Pixel abgebildet wird. Die Fläche (in arcsec^2) eines Pixels des TC-211-Bausteins berechnet sich nach Gleichung 7.14:

$$\gamma = \frac{42545 \cdot 13 \cdot 17}{225^2} = 185.7 \text{ arcsec}^2$$

Damit ergibt sich für das Hintergrundsignal:

$$f_{Hintergrund} = \frac{1}{10^{\frac{20^m}{2.5}}} \cdot 1 \cdot 185.7 \cdot 1 \cdot 10^5 \cdot 120 \cdot \frac{7^2\pi}{4} = 858\ e^-$$

Nimmt man nun eine Außentemperatur von ca. 9°C an, so kann aus den Daten der Tabelle 7.1 das zugehörige thermische Rauschen und das Ausleserauschen berechnet werden (siehe auch Tab. 7.2). Mit $\tilde{\sigma}^2_{Readout\ noise} = 600e^-$ und $\sigma_{Thermal\ noise} = \sqrt{I_D \cdot t \cdot n_{Pixel}} = \sqrt{125 \cdot 120 \cdot 1}$ folgt für das S/N-Verhältnis:

$$\frac{S}{N} = \frac{462}{\sqrt{462 + 858 + 2 \cdot (125 \cdot 120 + 600^2)}} \approx 1$$

m_{vis}	120s	240s	360s	480s
8.0	285	398	481	548
9.0	124	173	208	236
10.0	51	71	86	98
11.0	21	29	35	39
12.0	8	12	14	16
13.0	3	5	6	6
14.0	1	2	2	3
15.0	1	1	1	1
16.0	0	0	0	0

Tab. 7.2: Abgeschätzte Signal/Rausch-Verhältniswerte für bestimmte Integrationszeiten bei Verwendung einer 70/225 mm-Optik und einer ST-4 CCD-Kamera mit V-Filter

7.4 Astrometrie mit der CCD

Astrometrische Auswertungen von photographischen Aufnahmen zur Positionsbestimmung von Objekten werden an einem Meßtisch durchgeführt, der die notwendige Genauigkeit zur Bestimmung der Plattenkoordinaten erlaubt. Durch den rasterförmigen Aufbau des Flächendetektors mit wohldefinierter Größe eines Rasterpunktes (Pixelgröße) ist jede Position auf der Aufnahme durch einen Array-Koordinatenwert P(x,y) festgelegt. Die Abmessungen eines Pixels betragen in Bogensekunden (Buil 1991):

$$\beta = \frac{206.18 \cdot a}{F_{Optik}} \tag{7.15}$$

Dabei steht a für die Abmessungen eines Pixels (in μm) sowohl in x- als auch y-Richtung. F ist die Brennweite der Optik in mm. Bildverarbeitungsprogramme erlauben meist die Bestimmung der Koordinaten eines beliebigen Punktes auf der Aufnahme. Manche Programme geben automatisch alle Stern- bzw. Objektkoordinaten in eine ASCII-Datei (Text-Datei) aus. Da der Ort maximaler Intensität eines Signals auch zwischen den Pixels liegen kann, geben manche Programme sogenannte centroide Positionen aus. Nach der Festlegung eines quadrati-

schen Diaphragmas (Box) um das Signal, werden die centroiden Positionen wie folgt bestimmt (Compuscope 1993):

$$X_C = \frac{\sum j \cdot g(j,k)}{\sum g(j,k)}, \qquad Y_C = \frac{\sum k \cdot g(j,k)}{\sum g(j,k)} \tag{7.16}$$

Hierbei sind j und k die x bzw. y-Werte innerhalb der Messbox und die $g(j,k)$ die Pixelwerte bei den Koordinaten (j,k). Sind nun neben dem Objekt unbekannter Position einige Sterne mit bekannten Positionen auf der Aufnahme, kann mit geeigneter Koordinatentransformationsprogrammen die Position des Objekts relativ zu den Positionen der bekannten Sterne bestimmt werden. Da im allgemeinen die Detektionsflächen der Amateurkameras sehr klein sind, ist es sehr schwierig, genügend Sterne bekannter Position zu finden. Hier eignet sich der Guide-Star-Catalogue (GSC) mit mehr als 15 Mio. Sternen (NASA 1992). Der GSC-Katalog wurde durch elektronisches Einscannen von Photoplatten gewonnen und weist daher geringe Abweichungen zum FK5 auf. Die auf diese Weise durchgeführten Positionsbestimmungen von Kometen werden aber von der IAU anerkannt.

Für die Positionsbestimmung von Objekten mit Eigenbewegung muß der Zeitpunkt der Aufnahme sehr genau bekannt sein. Die Ungenauigkeit in der Zeitmessung sollte nicht größer als ca. 1 Sekunde sein. Der Zeitpunkt der Aufnahme ist auf die Mitte der Integrationszeit zu beziehen.

Die Koordinatentransformationsprogramme benötigen den Ursprung des Array-Koordinatensystems in der Bildmitte. Zu diesem Zweck müssen die aus den Bildverarbeitungsprogrammen erhaltenen Array-Koordinaten mit Ursprung in einer Array-Ecke geeignet umgewandelt werden. Je nach CCD-Array muß nun individuell verfahren werden. Abbildung 7.14 zeigt beispielsweise ein solches Koordinatensystem, bei dem der Nullpunkt sich zwischen den Pixeln befinden muß, wenn das Array aus einer geradzahligen Anzahl von Zeilen besteht. Beispiels- weise entspricht der neue Nullpunkt P'(0,0) bei der ST-6-Kamera (375 Spalten, 242 Zeilen) im originalen Koordinatensystem der Punkt P(188, 121.5). Im folgenden wird ein Beispiel für eine Positionsbestimmung eines Kometen gegeben. Der Komet Schaumasse (1992x) wurde am 29.12.1992 um 20.8870 UT von der Sternwarte Oberharmersbach aus aufgenommen (Abbildung 7.15). Die Sterne $1-5$ sind dem GSC-Katalog entnommen. Zur Auswertung wurde das Koordinatentransformationsprogramm FOTO verwendet (Montenbruck 1990). In Tabelle 7.3 ist das Ergebnis aufgeführt.

Wesentlich einfacher können astrometrische Auswertungen mit Hilfe von speziellen Programmen

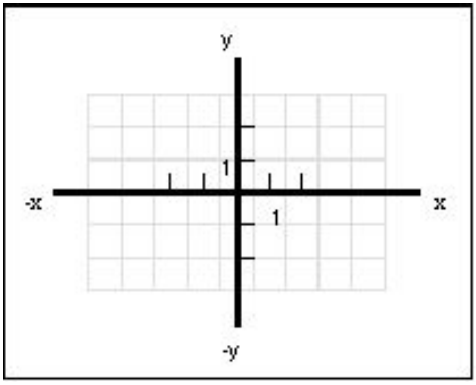


Abb. 7.14: Festlegung eines geeigneten Array-Koordinatensystems für Positionsbestimmungen von Kometen

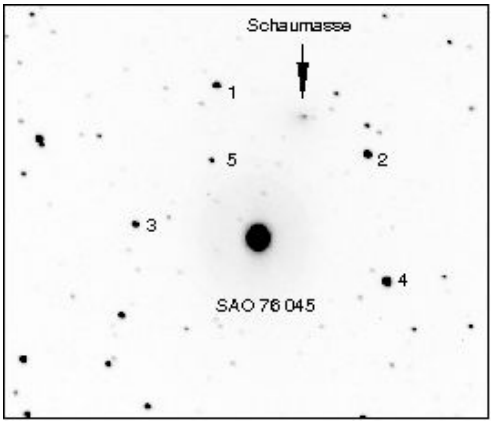


Abb. 7.15: P/Schaumasse (1992x) am 29.12.1992 um 20.8870 UT, 5 min ST-6, 280/6.3/1780 mm, M.Achternbosch, Oberharmerbach

Tab. 7.3: Ergebnis einer Koordinatentransformation zur Positionsbestimmung des Kometen P/Schaumasse am 29.12.92 um 20.8870 UT mit Hilfe des FOTO-Programms von Montenbruck (1990); effektive Brennweite und Abbildungsmassstab: F = 1780.90 mm; m = 115.82 ″/mm

Name	x/mm	y/mm	RA	DEC	Fehler
Stern00001	-0.557	-2.030	$3h39^m08.2^s$	$20°59'21.0''$	$2.7''$
Stern00002	2.139	-0.937	3 38 44.9	20 58 00.7	1.5
Stern00003	-2.010	0.170	3 39 18.0	20 54 45.7	0.4
Stern00004	2.482	1.088	3 38 40.1	20 54 15.1	1.4
Stern00005	-0.649	-0.848	3 39 07.8	20 57 04.5	2.9
Schaumasse	1.010	-1.526	3 38 54.8	20 58 49.3	–
Array-Mitte	0.000	0.000	3 39 01.62	20 55 38.4	–

für die Astrometrie durchgeführt werden. Bekannte Programme sind z. B. Astrometrica von Herbert Raab aus Linz und CCD Astronomy von John Rogers. Diese Programme haben zudem den Vorteil, die Auswertungen automatisch in einem Standardformat auszugeben, falls eine elektronische Übermittlung (e-mail) der Auswertungen an das Minor Planet Center angestrebt wird. Informationen zur Übermittlung von Auswertungen und zu den Listen von bekannten Kometen und Asteroiden in einem interessierenden Himmelsauschnitt können im Internet (http://www.minorplanetcenter.org/iau/mpc.html) erhalten werden.

7.5 Photometrie von Kometen

7.5.1 Vorbemerkung

Das Signal S eines Objekts ist unter gewissen Vorausetzungen direkt proportional der zugehörigen Bestrahlungsstärke E. Aus diesem Grund können Aufnahmen elektronischer Flächendetektoren photometrisch ausgewertet werden. Im Gegensatz zu photoelektrischen Detektoren können mit elektronischen Flächendetektoren in Abhängigkeit der zur Verfügung stehenden Detektionsfläche mehrere Objekte gleichzeitig aufgenommen werden. Unter Umständen ist dann das zu untersuchende Objekt (Target) und der Referenzstern auf einer Aufnahme enthalten. In einem solchen Fall ist die Auswertung nach der Methode der differentiellen Photometrie besonders einfach. Aufwendiger ist der Fall der sogenannten Allsky-Photometrie, bei dem sich Objekt und Refernzsterne in unterschiedlichen Himmelsregionen befinden. Extinktionskorrekturen sind

dann unumgänglich. Desweiteren interessieren in der Photometrie ganz bestimmte spektrale Ausschnitte im elektromagnetischen Spektrums. Je nach Bandbreite spricht man von *Breitband-* oder *Schmalbandphotometrie*. Dabei sind diese spektralen Bereiche durch bestimmte Filter/Detektor-Systeme festgelegt. Bevor näher auf die Kometenphotometrie eingegangen wird, müssen zuerst die nötigen photometrischen Grundlagen erläutert werden.

7.5.2 Grundlagen der Photometrie

Unter Photometrie versteht man die Messung (griechisch metros) von Licht (photon), genauer von *sichtbarem Licht*. Die Messung von elektromagnetischer Strahlung im gesamten Spektrum wird dagegen *Radiometrie* genannt. Wichtige radiometrische Größen sind der *Strahlungsfluß F* in Watt, die *Bestrahlungstärke E* in W m^{-2}, und die *Strahlungsdichte L* in W sr^{-1} m^{-2} (Manfroid *et al.* 1992, Henden *et al.* 1991). Die entsprechenden photometrischen Größen *Lichtfluß F* in lm, *Beleuchtungsstärke E* in lx und *Leuchtdichte (Flächenhelligkeit) L* in cd m^{-2} können nur unter Berücksichtigung der spektralen Empfindlichkeit des visuellen Systems aus den radiometrischen Größen gewonnen werden[2] (Manfroid *et al.* 1992). Die Angabe der Empfindlichkeit von elektronischen Flächendetektoren in der Einheit lx ist wegen der andersgearteten spektralen Empfindlichkeit (CIE-Kurve) dieser Detektoren völlig ohne Aussagekraft. Die scheinbaren visuellen Helligkeiten können nach Gleichung 7.17 in die zugehörigen Beleuchtungsstärken umgerechnet werden (Manfroid *et al.* 1992):

$$E(lx) = 10^{-0.4(m_v+14)} \tag{7.17}$$

Die Einteilung der scheinbaren Helligkeiten der sichtbaren Sternen in sechs Größenklassen geht bekanntermaßen auf Hipparch (ca. 120 v. Chr.) zurück. Dem subjektiven Eindruck gleicher Helligkeitsdifferenzen dieser Klasseneinteilung steht objektiv das Weber-Fechnersche Gesetz gegenüber. Die Empfindung (Helligkeit) ist proportional dem Logarithmus des Reizes (Beleuchtungsstärke):

$$m = -2.5^m \log E + C \tag{7.18}$$

Dabei wird der Faktor 2.5 zum Angleich an die antike Größenklasseneinteilung benötigt. Die Konstante C legt den Nullpunkt fest.

[2] 1 Steradiant sr ist ein Raumwinkel. Er kann durch die Größe der Fläche gemessen werden, die er aus einer mit dem Radius 1 um seinen Scheitel gelegten Kugel herausschneidet (Reeb 1962).

Da das Auge nur relative nichtlineare Helligkeitsmessungen durchführen kann, hat Pogson (1856) dies durch folgende Gesetz beschrieben:

$$m(1) - m(2) = -2.5^m \log \frac{E(1)}{E(2)} \tag{7.19}$$

Die Helligkeitsdifferenz zweier Sterne ist proportional dem logarithmierten Verhältnis der Beleuchtungsstärken. Die für eine korrekte Helligkeitsbestimmung notwendigen E_λ stehen allerdings nicht direkt zur Verfügung (Henden *et al.* 1991), da sie sich auf außeratmosphärische Beleuchtungsstärken beziehen. Die instrumentell gemessenen Beleuchtungsstärken sind im großem Maße vom verwendeten Teleskop, Filter, Detektor und den atmosphärischen Bedingungen abhängig. Die außeratmosphärischen Beleuchtungsstärken werden durch eine ganze Reihe von Einflüssen reduziert:

- die atmosphärische Extinktion,
- die spektrale Empfindlichkeit des Detektors,
- die Absorption bzw. Streuung an optischen Oberflächen,
- die Absorption der Filter.

Das instrumentell bestimmte Signal f läßt sich durch folgende Gleichung beschreiben (Henden *et al.* 1991):

$$f = \int_0^\infty \phi_A(\lambda)\phi_T(\lambda)\phi_F(\lambda)\phi_D(\lambda)E^*(\lambda)d\lambda \tag{7.20}$$

Die $\phi(\lambda)$ sind die spektralen Koeffizienten für Transmissionen und Empfindlichkeit. Sie geben den Bruchteil der durchgelassenen bzw. registrierten Beleuchtungsstärke an. Der Index A steht für *Atmosphäre der Erde*, T für Teleskop, F für Filter und D für Detektor. E^* ist die außeratmosphärische Beleuchtungsstärke. Die Bestimmung der spektralen Transmissionskoeffizienten ist außerordentlich schwierig und jenseits der Möglichkeiten der Amateurastronomie (Henden *et al.* 1991). Detektoren und Filter können von den Herstellern nicht absolut gleich in Bezug auf spektrale Empfindlichkeit und Transmission hergestellt werden. Als Folge werden verschiedene Beobachter trotz gleichartiger Ausrüstung zu unterschiedlichen ermittelten Beleuchtungsstärken f gelangen.

Faßt man die instrumentellen Transmissions- bzw. Empfindlichkeitskoeffizienten formal zu einem $\phi_{Instr.}(\lambda)$ zusammen, so ergibt sich die instrumentell gemessene Helligkeit m zu:

$$m = -2.5^m \log \int_0^\infty \phi_{Instr.}(\lambda)\phi_a(\lambda)E^*(\lambda)d\lambda + C \tag{7.21}$$

Nach Korrektur der atmosphärischen Lichtreduktion ist das instrumentell bestimmte Signal f der außeratmosphärischen Beleuchtungsstärke proportional:

$$E^* = c \cdot f^0 \tag{7.22}$$

Dies gilt nur streng für monochromatische Messungen. Für polychromatische Messungen müssen Vergleichsstern und Objekt die gleiche spektrale Energieverteilung aufweisen, d.h. der gleichen Spektralklasse zugehören. Und damit gilt:

$$m(1) - m(2) = -2.5^m \log \frac{f(1) \cdot c}{f(2) \cdot c} = -2.5^m \log \frac{f(1)}{f(2)} \tag{7.23}$$

7.5.2.1 Helligkeitssysteme

Im vorherigen Abschnitt wurde angedeutet, in welchem Maße Filter und spektrale Empfindlichkeit die Messung der scheinbaren Helligkeit m mit beeinflussen. Je nach den verwendeten Filtern und Detektoren ergeben sich unterschiedliche *Helligkeitssysteme* (Manfroid *et al.* 1992). Es existieren eine ganze Reihe verschiedener Helligkeitssysteme. Da ist zum einen das photovisuelle System m_{pv}, mit orthochromatischer Photoemulsion und einem Gelbfilter, zur photographischen Reproduktion der visuellen Helligkeit. Zum anderen wird das photographische System m_{pg} mit blauempfindlichen Photoplatten eingesetzt. Für photoelektische Detektoren wurde Anfang der Fünfziger Jahre das *UBV*-System nach *Johnson-Morgan* eingeführt. Für CCDs eignet sich das *UBVRI*-System nach *Kron-Cousins* (Buil 1991). Weitere bekannte Systeme sind das *JHKLM*-System im infraroten Spektralbereich, das *Geneva-System* und das *uvby*-System nach *Strömgren* (Manfroid *et al.* 1992).

Die visuelle Helligkeit kann beschrieben werden durch:

$$m_v = -2.5^m \log \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \phi_A(\lambda)\phi_{Auge}(\lambda)E^*(\lambda)d\lambda + C \tag{7.24}$$

Man unterscheidet *Breitband-Systeme* mit Bandbreiten von ca. 90 – 100 nm Halbwertsbreiten, beispielsweise das Johnson-Morgan-UBV-System, *Mittelband-Systeme* mit 20 nm (z. B. uvby-Photometrie) und *Schmal-Bandsysteme*, wie das IHW-System für Kometen mit 10 nm oder weniger. Mit Schmalband-Photometrie können einzelne Spektrallinien untersucht werden.

Breitbandphotometrie mit der CCD: In der Breitbandphotometrie interessieren spektrale Durchlaßbereiche von ca. 100 nm. Für die CCD ist besonders das Kron-Cousins-System geeignet, das hier näher erläutert werden soll. Es gleicht im B- und V- Band dem photoelektrischen System nach Johnson. Wie in Abbildung 7.16 dargestellt, ist ein orginal Johnson V-Filter für den Einsatz mit CCDs *völlig ungeeignet* (Manfroid *et al.* 1992). Es handelt sich dabei um einen Langpassfilter mit maximaler Transmission um 550 nm. Das Band wurde rechtsseitig durch die Detektorempfindlichkeit des Photomultiplier bestimmt, die bei 650 nm kleiner 1% war.

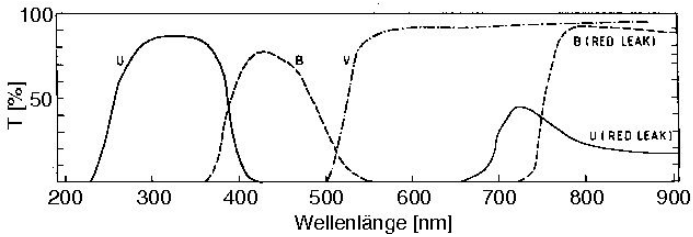


Abb. 7.16: Spektrale Durchlässigkeiten für UBV-Filter. Der orginal V-Filter ist ein Langpassfilter. Man beachte bei dem U- und B-Filter die Durchlässigkeit (red leak) im Infraroten, welche beim Einsatz einer CCD beachtet werden muß. Mit freundlicher Genehmigung von Kluwer Academic Publishers

Tab. 7.4: Effektive Wellenlänge und Halbwertsbreiten der UBVRI-Filter im Kron-Cousins-System (Buil 1991)

	U	B	V	R	I
λ_{eff} (nm):	360	440	550	650	800
$d\lambda$ (nm):	70	100	90	100	150

Die UBVRI-Bänder (Kron-Cousins) werden in Tabelle 7.4 näher charakterisiert. Das U-Band ist für Amateur-CCD-Kameras wegen der erst ab 400 nm beginnenden Empfindlichkeit der Detektoren ohne Interesse. Die einzelnen Bänder werden durch die Größen d_λ und

λ_{eff} bestimmt. d_λ charakterisiert die Breite des Bandes. Es entspricht der Breite des Bandes bei halber maximaler Intensität (FWHM). λ_{eff} wird mittlere oder effektive Wellenlänge genannt. Sie entspricht der mittleren, nach der spektralen Empfindlichkeit des Detektors und der Durchlässigkeit des Filters gewichteten Wellenlänge (Manfroid *et al.* 1992, Schäfer 1985).

$$\lambda_{eff} = \frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \lambda \phi_{Instr.}(\lambda) d\lambda}{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \phi_{Instr.}(\lambda) d\lambda} \tag{7.25}$$

CCD-Kameras mit unterschiedlichen spektralen Empfindlichkeiten benötigen somit zur Realisierung einer bestimmten effektiven Wellenlänge verschiedenartige Filter. Die eingesetzten Filter für das UBVRI-System müssen den verwendeten CCD-Kameras sehr genau angepaßt werden. Für die im Amateurbereich üblichen CCD-Bausteine (”frontside illuminated CCD”) mit einem spektralen Empfindlichkeitsbereich von 400 - 1000 nm und einem Empfindlichkeitsmaximum im Roten eignen sich für das (U)BVRI-System z. B. folgende Filterkombinationen (Buil 1991, Landolt 1984, Bessell 1995):

Tab. 7.5: CCD-Filterkombinationen für das (U)BVRI-System

U:	1 mm UG2	+	2 mm S8612	+	2 mm WG295
B:	1 mm BG12	+	2 mm BG18	+	2 mm GG385
V:	2 mm GG495	+	2 mm BG18	+	1 mm WG305
R:	3 mm OG570	+	2 mm KG3		
I:	3 mm RG9	+	2 mm WG305		

Der U-Filter ist nur der Vollständigkeit halber aufgeführt. Wie in Abbildung 7.16 dargestellt, hat der BG12-Filter eine Durchlässigkeit im Infraroten. Aus diesem Grund benötigt man einen Infrarotblocker. Man setzt zu diesem Zweck ein BG18-Filter ein. Die Weißgläser WG 295 und WG305 haben den Sinn, für alle Filter-Systeme die gleiche optische Dicke zu erzeugen, so daß sich bei Filterwechsel der Fokus nicht verschiebt. Eine weitere mögliche Filterkombination für den TC-244-Baustein (ST-6) besteht z. B. für das B-Band aus 1mm GG385 + 2mm BG1 + 2mm BG39 sowie für das V-Band aus 2mm GG495 + 3mm BG 40 (Bessell 1995). Zu den verschiedenen Filterkombinationen für das B- bzw. V-Band für verschiedene Blauempfindlichkeiten von CCD-Bausteinen siehe Bessell 1995. In Abbildung 7.17 sind die Transmissionskurven der Filter dargestellt.

Die Bestimmung der scheinbaren Helligkeit in einem Breitband wird durch die spektrale Energie-

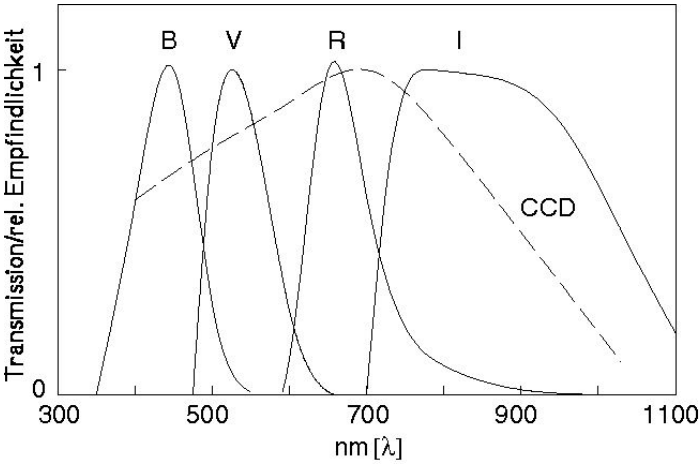


Abb. 7.17: Schematische Darstellung normierter Transmissionskurven der BVRI-Filter im Kron-Cousins-System. Das I-Band wird rechtsseitig durch die spekrale Empfindlichkeit der CCD betimmt

verteilung nach Gleichung 7.20 sehr beeinflußt. Sterne mit gleichen Gesamtstrahlungs- strömen können bei unterschiedlicher Energieverteilung verschiedene scheinbare Helligkeiten hervorrufen. Eine Größe die diesen Sachverhalt verdeutlicht, ist die *quasi-isophote Wellenlänge* λ_{isoph} (Manfroid *et al.* 1992). Sie ist definiert durch:

$$\lambda_{isoph} = \frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \phi_{atmos}(\lambda) E^*(\lambda) \phi_{instr}(\lambda) \lambda d\lambda}{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \phi_{atmos}(\lambda) e^*(\lambda) \phi_{instr}(\lambda) d\lambda} \tag{7.26}$$

Im Gegensatz zur effektiven Wellenlänge λ_{eff} berücksicht λ_{isoph} die Energieverteilung des Objekts. Sie entspricht quasi einer monochromatisch durchgeführten Messung. Unter der Annahme gleicher atmosphärischen Bedingungen sollten das zu untersuchende Objekt und der Referenzstern praktisch die gleiche quasi-isophote Wellenlänge haben. In Abbildung 7.18 werden die unterschiedlichen λ_{isoph}-Werte für einen O- und einen M-Stern im V-Band/CCD-System dargestellt.

Mittel- und Schmalbandphotometrie: Für den Mittel- und Schmalbandbereich müssen Interferenzfilter eingesetzt werden, die sehr kostspielig sind. Interferenzfilter sind aus vielen

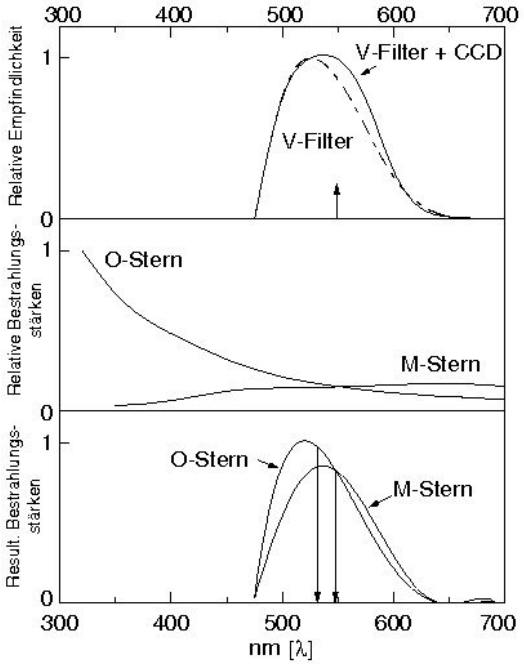


Abb. 7.18: Normierte Empfindlichkeitskurven. Oberes Diagramm: Resultierende spektrale Empfindlichkeitskurve aus V-Filter und CCD (TC-211). Mittleres Diagramm: Relative spektrale Energieverteilungen eines O- bzw. eines M-Sterns. Diagramm unten: normierte Netto-Bestrahlungsstärken. Im oberen Diagramm ist schematisch die effektive Wellenlänge (Pfeil nach oben) angegeben. Im unteren Diagramm sind die resultierenden quasi-isophoten Wellenlängen schematisch dargestellt

halbdurchlässigen, planparallelen Schichten aufgebaut und basieren auf dem Effekt der optischen Interferenz durch Teilreflexionen an den verschiedenen Schichten. Auf diese Weise entstehen Auslöschungen und Verstärkungen verschiedener Ordnungen. In Abbildung 7.19 sind schematisch die Transmissionen verschiedener Ordnungen eines Schmalband-Interferenzfilters dargestellt. Für den Einsatz eines Interferenzfilters müssen unter Umständen die unerwünschten Nebenordnungen durch weitere Filter entfernt werden. Die Halbwertsbreiten von Interferenzfilter hängen vom Einfallswinkel der Strahlung ab; die vom Hersteller angegebenen Werte beziehen sich auf einen parallelen Strahlengang (Kollimator). Aus diesem Grund ist das verwendbare Öffnungsverhältnis der Optik begrenzt. Typisch ist die Verwendung von Instrumenten mit einem Öffnungsverhältnis von f/12 und f/15 (Manfroid *et al.* 1992). Ein für die CCD interessantes photometrisches System im Mittelbandbereich stellt das Strömgren uvby-System dar. Es ist in Abbildung 7.20 für die vby-Filter dargestellt. Es hat den Vorteil praktisch ausschließlich filterdefiniert und weniger von der spektralen Empfindlichkeit des Detektors abhängig zu sein (Manfroid

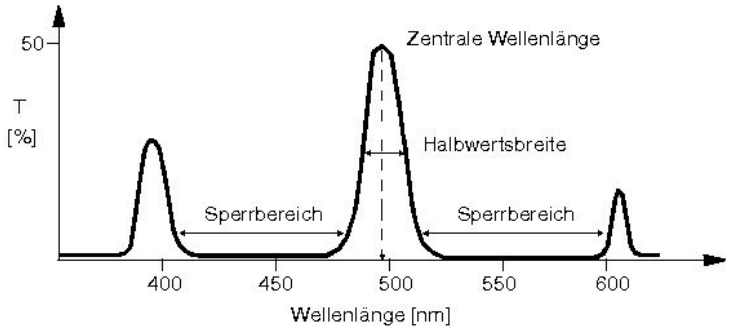


Abb. 7.19: Schematische Darstellung von Transmissionskurven verschiedener Ordnungen eines Interferenzfilters. T: Transmission

et al. 1992). Das y-Band ("yellow") kann sehr gut in die Johnson- Morgan-V-Helligkeit transformiert werden.

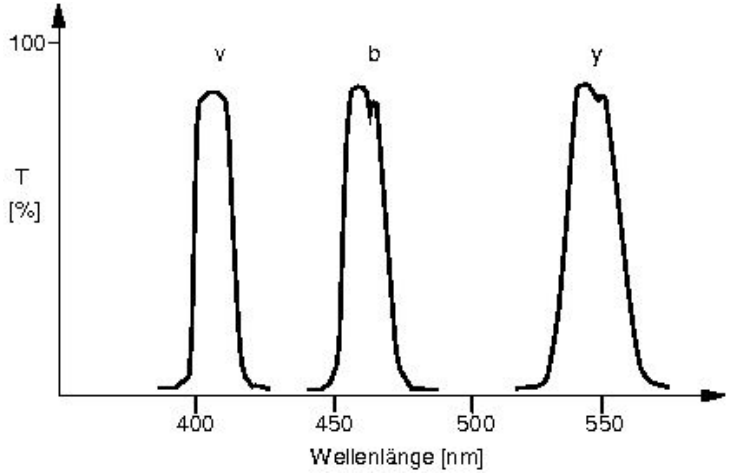


Abb. 7.20: Transmissionen der Strömgren vby-Filter. T: Transmission

In der Schmalbandphotometrie untersucht man im allgemeinen ganz bestimmte Emissionslinien im Spektrum eines Objektes. Wichtig sind Untersuchungen der H_α- und H_β-Linie. Für Kometen existiert das *International-Halley-Watch-System (IHW)*.

7.5.2.2 Datenreduktion

Von den instrumentell bestimmten Helligkeiten kann nicht direkt auf die scheinbaren Helligkeiten geschlossen werden. Die zum Beobachtungszeitpunkt vorhandenen atmosphärischen Bedingungen beinflussen die gemessene Helligkeit. Die Reduktion des Lichtes ist abhängig von der Schichtdicke der Atmosphäre und von der Wellenlänge. Um die erhaltenen Helligkeiten überhaupt miteinander vergleichen zu können, muß eine Extinktionskorrektur durchgeführt werden. Ziel ist die Bestimmung der außeratmospärischen Werte der instrumentellen Helligkeiten.

Die außeratmosphärischen Helligkeiten sind noch nicht geeicht und müssen noch in die wahren scheinbaren Helligkeiten umgewandelt werden. Dies geschieht durch die Transformation der Werte in ein Standardsystem. Um den Einfluß kleiner Absorptions- und Transmissionsunterschiede der Teleskope, Detektoren und Filter so gering wie möglich zu halten, müssen in einem Standardsystem so viel Standardsterne wie möglich verwendet werden. Im folgenden werden für das V-Band die Extinktionskorrektur und die Transformation in ein Standardsystem erläutert.

Extinktionskorrektur: Die Bestrahlungsstärke wird beim Durchgang durch die Atmosphäre durch Absorptions- und Streuungseffekte reduziert. Die Reduktion hängt von der Wellenlänge des Lichts und der Dicke der zu durchquerenden Atmosphäre ab. Wie in Abbildung 7.21 dargestellt, ist die Wegstrecke durch die Atmosphäre bei der Zenitdistanz z gleich $\Delta H \cdot \sec z$. Die Größe $\sec z$ wird Luftmasse χ genannt. Sie ist ein Maß für die Dicke der Atmosphäre bei der Zenitdistanz z relativ zur Dicke im Zenit ΔH (Manfroid *et al.* 1992). Definitionsgemäß ist die Luftmasse im Zenit 1. Aus der geographischen Breite φ des Beobachtungsortes, dem Stundenwinkel t und der Deklination δ des Objektes kann χ berechnet werden: $\chi = 1/(\sin\varphi\sin\delta + \cos\varphi\cos\delta\cos t)$ (Henden *et al.* 1991). Die Gleichung $\chi = \sec z$ gilt nur für Luftmassen kleiner 3. Für größere Werte für χ muß $\chi = \sec z(1 - 0.0012\tan^2 z)$ verwendet werden. Die Reduktion des Lichtes folgt dem Bouguerschen Gesetz (Henden *et al.* 1991)

$$m_\lambda^0 = m_\lambda^\chi - k_\lambda \cdot \chi \tag{7.27}$$

wobei k_λ der wellenlängenabhängige Extinktionskoeffizient darstellt und m_λ^0 die außeratmosphärische Helligkeit bei der Wellenlänge λ. Man bestimmt nun bei verschiedenen Luftmassen die

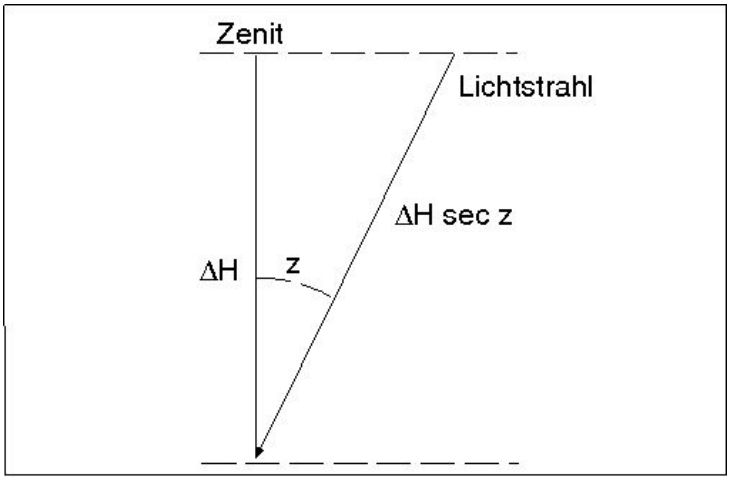


Abb. 7.21: Wegstrecke eines Lichttrahls abhängig von der Zenitdistanz

instrumentellen Helligkeiten des Referenzsterns und trägt diese in einem Diagramm gegen χ auf. Abbildung 7.22 zeigt den Verlauf der sich ergebenden Bouguerschen Geraden. Die Geradenglei-

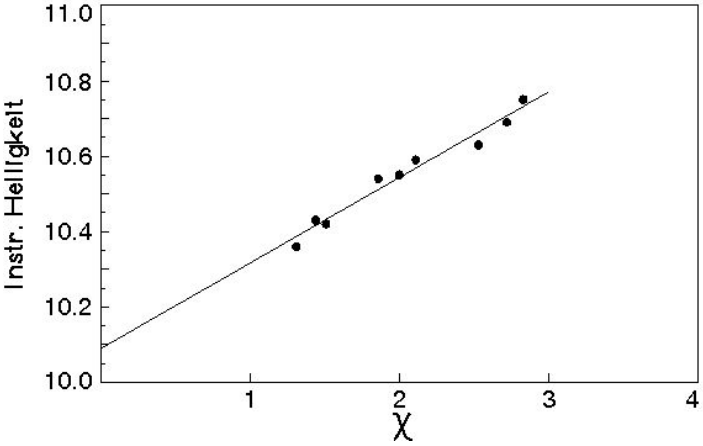


Abb. 7.22: Schematische Darstellung einer Bouguerschen Geraden

chung wird durch Regressionsrechnung bestimmt, wobei die Steigung der Geraden den Extinkti-

onskoeffizienten k_λ ergibt. Unter der Vorrausetzung, daß Referenzstern und das zu untersuchende Objekt der gleichen Spektralklasse angehören, können mit Hilfe des Extinktionskoeffizienten k_λ die außeratmosphärischen Helligkeiten bestimmt werden.

Gehören Referenzstern und zu untersuchendes Objekt verschiedenen Spektralklassen an, so unterscheiden sich die quasi-isophoten Wellenlängen (wegen der unterschiedlichen spektralen Energieverteilungen) und damit die zugehörigen Extinktionskoeffizienten der beiden Objekten. k_λ läßt sich entwickeln in $k_\lambda = k'_\lambda + k''_\lambda(b-v)$. k'_λ ist der Extinktionskoeffizient 1. Ordnung und stellt den Extinktionskoeffizienten eines Sterns mit dem Farbindex (b-v) = 0 dar (Henden *et al.* 1991). k''_λ wird Extinktionskoeffizient 2. Ordnung genannt und bestimmt neben $(b-v)$ den Farbeinfluß, wobei zu beachten ist, daß der gemessene Farbindex $(b-v)$ hier eingeht! Zur Farbkorrektur muß somit mindestens Zweifarbenphotometrie betrieben werden. Es ergibt sich

$$m^0_\lambda = m_\lambda - (k'_\lambda + k''_\lambda(b-v))\chi \tag{7.28}$$

Der Extinktionskoeffizient 1. Ordnung k'_λ läßt sich durch Messung eines frühen A-Sternes bekannter Helligkeit bei verschiedenen Luftmassen bestimmen, da frühe A-Sterne einen Wert für den Farbindex $(B-V)$ um null haben.

Durch die Messung eines Sternpaares, dessen Farbunterschied so groß wie möglich sein sollte, bei gleicher Luftmasse, läßt sich der Extinktionskoeffizient 2. Ordnung bestimmen. Beispielsweise ergibt sich für den Extinktionskoeffizient 2. Ordnung für das V-Band (Buil 1991).

$$k''_v = \frac{\Delta v - \Delta V}{\chi \cdot \Delta(b-v)} \tag{7.29}$$

Dabei wird die Differenz immer in der Weise vorgenommen, daß gilt: Stern (kurzwellig) minus Stern (langwellig). Die Größen v und b bezeichnen die gemessenen instrumentellen Helligkeiten im V- und B-Band; V ist der zugehörige Katalogwert im Standardsystem; $(b-v)$ der instrumentell gemessene Farbindex. In den meisten Fällen kann der Extinktionskoeffizient 2. Ordnung k''_v vernachlässigt werden, da k''_v ein sehr kleiner Wert darstellt. Die Durchführung einer Extinktionskorrektur 2. Ordnung ist z. B. für eine genaue Bestimmung des Farbindexes (B-V) nötig.

Transformation in ein Standardsystem: Die instrumentellen außeratmosphärischen Helligkeiten m^0 müssen nun in ein Standardsystem transformiert werden. Erst dadurch sind die Helligkeiten kalibriert und mit Ergebnissen anderer Beobachter vergleichbar. Durch Messung von Standardsternen, deren Helligkeiten und Farben in dem photometrischen System wohl definiert sind, kann die Transformation vorgenommen werden. Zu diesem Zweck werden mindestens 10 Standardsterne verschiedener Farben gemessen. Die Farben und Luftmassen sollten den gleichen Bereich überdecken, wie die zu untersuchenden Objekte. Nach der Extinktionskorrektur zur Ermittlung der außeratmosphärischen instrumentellen Helligkeiten werden diese in die Transformationsgleichung eingesetzt. Beispielsweise lautet die Transformationsgleichung für die visuelle Helligkeit (Henden *et al.* 1991):

$$V_{Katalog} = v^0 + \varepsilon(B-V)_{Katalog} + \zeta_v \tag{7.30}$$

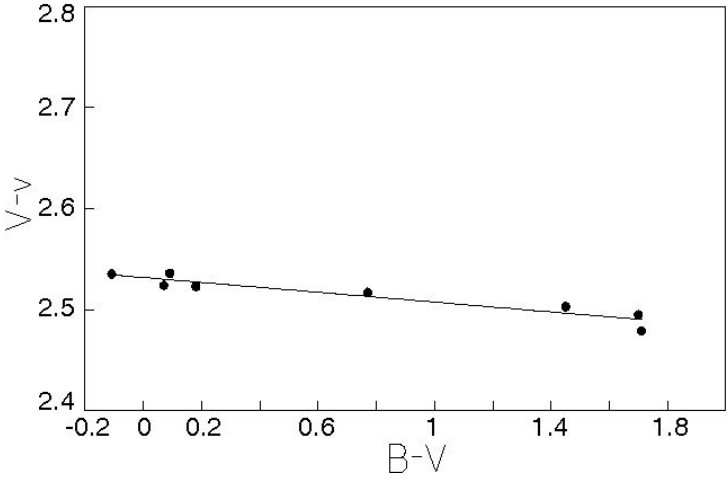


Abb. 7.23: Bestimmung der Transformationskoeffizienten für das V-Band

Dabei sind $V_{Katalog}$ und $(B-V)_{Katalog}$ die bekannten, einem Katalog entnommenen Werte. ε und ζ sind die Transformationskoeffizienten, die es zu bestimmen gilt. Zur Bestimmung der Transformationskoeffizienten formt man um in $V_{Katalog} - v^0 = \varepsilon(B-V)_{Katalog} + \zeta_v$. Dies entspricht einer Geradengleichung mit ε als Steigung und ζ_v als Geradenabschnitt. Der beste Geradenfit wird mit Hilfe der linearen Regression erhalten. In Abbildung 7.23 ist eine solche

Transformationskoeffizientenbestimmung schematisch dargestellt. Für den Farbindex (B-V) ergibt sich eine ähnliche Transformationsgleichung $(B-V)_{Katalog} = \mu(b-v)^0 + \zeta_{bv}$. Diese Gleichung ist deshalb von Wichtigkeit, da mit ihr der $(B-V)_{Katalog}$ des Objekts bestimmt wird. Nur bei bekanntem $(B-V)_{Katalog}$ kann mit Gleichung 7.30 $V_{Katalog}$ des Objekts ermittelt werden.

Die Transformationskoeffizienten ε und μ stellen zeitlich relativ konstante Werte dar. Sie können über einen längeren Beobachtungszeitraum verwendet werden. Sie werden in der Regel nur wenige Male im Jahr gemessen. Dagegen sind die Nullpunktskonstanten ζ in jeder Nacht neu zu bestimmen.

Die Standard- und Vergleichssterne können beispielsweise folgenden Katalogen entnommen werden:

- UBV-Standard Field Stars, Johnson UBV Standard Clusters, North Polar Sequence Stars (Henden, Kaitchuck 1990)
- UBVRI Photometric Standard Stars Around The Celestial Equator (Cousins-System) (Landolt 1983)
- Astronomical Data Center: Selected Astronomical Catalogs, Vol. 1 und 2, CDROM, u.a. mit photometrischen Datenbanken wie z. B. der Katalog zum uvby-System (über 44.000 Sterne), der UBV Photoelectric Photometry Catalogue (über 87.000 Sterne), der Photoelectric Photometric Catalogue in the Johnson UBVRI-System (über 6.800 Sterne), der Photometric Guide Star Catalogue (GSPC) u.a.m. Viele Kataloge enthalten statt Koordinaten das Mermilliod Numerierungssystem, mit dem das Objekt z. T. über die HD- oder BD-Nummer identifiziert werden kann (Mermilliod 1978).

7.5.3 Die Beobachtungstechniken

Das Signal eines Sterns bzw Objekts wird unter Verwendung eines Diaphragmas bestimmt, wobei der Durchmesser so zu wählen ist, daß das Signal vollständig erfaßt wird. Diese Meßmethode wird Aperture-Photometrie genannt (Manfroid *et al.* 1992). Das Signal ergibt sich durch Aufsummieren der Pixelwerte aller Bildelemente innerhalb dieser Meßfläche. Bei photoelektrischen Detektoren befindet sich das Diaphragma direkt in der Fokalebene, bei Flächendetektoren wie

CCDs wird ein synthetisches ”Diaphragma” nachträglich mit einem geeigneten Bildverarbeitungsprogramm über das Objekt gelegt. Als Diaphragmen werden im allgemeinen kreisförmige Meßflächen genommen. Die dem Amateur zur Verfügung stehenden Bildverarbeitungsprogramme haben allerdings häufig nur ”quadratische” Meßflächen. Das Prinzip ist in Abbildung 7.24 dargestellt. Über das Objekt wird mit einem geeigneten Bildverarbeitungsprogramm ein Detekti-

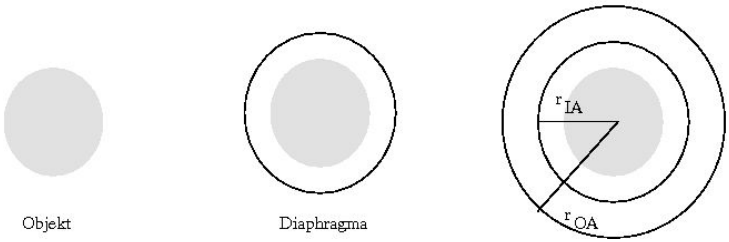


Abb. 7.24: Diaphragma-Methode der Aperture-Photometrie zur Bestimmung des Signals eines Objektes. r_{IA} und r_{OA} sind die Meßkreisradien zur Himmelhintergrundkorrektur

onskreis bzw. -fläche (”Diaphragma”) gelegt. Dabei wird der Radius r_{IA} gerade so groß gewählt, daß keine Signalbeiträge verloren gehen. Man erhält nach Aufsummieren der Pixelwerte g(x,y) innerhalb r_{IA} das Rohsignal f_I. Im zweiten Schritt muß der Beitrag des Himmelshintergrunds abgezogen werden. Zu diesem Zweck wird anschließend mit einem größeren Detektionskreis (Radius r_{OA}) gemessen. Das Signal f_B für den Hintergrund kann nach Gleichung 7.31 bestimmt werden. N ist die Zahl der Pixel in den Detektionskreisen.

$$f_B = \frac{N_{IA}}{N_{OA} - N_{IA}} \left(\sum_{OA} g(x,y) - \sum_{IA} g(x,y) \right) \tag{7.31}$$

Das korrigierte Signal f ergibt sich aus der Differenz $f_S - f_B$. Nach einer anderen Methode läßt man die Größe des Diaphragmas unverändert und mißt den Beitrag des Himmelshintergrunds an mehreren repräsentativen Stellen in der Nähe des Objekts. Man errechnet nun nach Mittelwertbildung den Beitrag f_B des Objektsignals.

7.5.3.1 Differentielle Photometrie

Differentielle Photometrie stellt die einfachste Methode dar, Photometrie zu betreiben. Besonders vorteilhaft ist der Fall, wenn Objekt und Referenzstern, beide von *ähnlicher Helligkeit und gleicher Farbe*, innerhalb der gleichen Aufnahme liegen. Dies ist die große Stärke der CCD-Photometrie! Bei CCD-Kameras mit kleinen Detektionsflächen ist im allgemeinen der Luftmassenunterschied von Objekten innerhalb der Aufnahme so gering, daß auf eine Extinktionskorrektur verzichtet werden kann. Sind Objekt und Referenzstern soweit voneinander entfernt, so daß sie nicht innerhalb einer Aufnahmen liegen, sollte eine Extinktionskorrektur durchgeführt werden. Auf den Helligkeitsunterschied zum Referenzstern kann nach der Pogsonschen Gleichung (Glg. 7.19) direkt geschlossen werden.

Man beachte, daß mit dieser Methode nur *Helligkeitsdifferenzen* erhalten werden können, die aber von hoher Genauigkeit (bis 0.01^{m}) sein können. Die Methode eignet sich besonders für die Überwachung von Veränderlichen oder für die Bestimmung von Planetoiden-Lichtkurven. Ihr Vorteil ist die schnelle, unkomplizierte Helligkeitsbestimmung ohne Extinktionskorrektur, bei der oft auf eine Transformation in ein Standardsystem verzichtet werden kann.

Man kann die scheinbare Helligkeit am besten über die Nullpunktskonstante ζ gemäß Gleichung 7.32 ermitteln (Buil 1991).

$$\zeta = m_{Referenz} + 2.5^{m} \log(f_S - f_B)_{Referenz} \tag{7.32}$$

Hier sind f_S und f_B die instrumentellen Signale für Referenzstern bzw. Hintergrund. Für die gesuchte Helligkeit des Objekts gilt dann:

$$m_{Objekt} = -2.5^{m} \log(f_S - f_B)_{Objekt} + \zeta \tag{7.33}$$

Bei dieser Methode ist die Genauigkeit allerdings eingeschränkt, da nur ein Referenzstern verwendet wird. Genauere Ergebnisse lassen sich nur mit Hilfe der Transformation der instrumentellen Helligkeiten in das Standardsystem erzielen.

7.5.3.2 Allsky-Photometrie

Die differentielle Photometrie hat den Nachteil, daß sie nur Helligkeitsdifferenzen bestimmen kann. Die tatsächlichen Helligkeiten von Objekten können nur mit der Allsky-Photometrie erhalten werden. Die Methode wird vor allem dann angewendet, wenn in der direkten Nähe des Objekts keine Vergleichssterne vorhanden sind. Die Helligkeit des Objekts wird mit Hilfe von Standardsternen bestimmt. Zu diesem Zweck werden Objekt und Standardsterne beliebiger Farbe z. B. im V- und B-Band gemessen.

Die erhaltenen instruementellen Helligkeiten müssen, wie in Abschnitt 7.5.2.2 erläutert, einer Extinktionskorrektur unterzogen werden. Die konventionelle Methode, *einen* Referenzstern über verschiedene Luftmassen- Werte hinweg im V- und B-Band zur Aufstellung von Bouguerschen Geraden zu messen, ist zeitaufwendig. Sie birgt die Gefahr in sich, daß sich die atmospärischen Bedingungen während der Messungen ändern. Eine schnellere Methode ist die Messung von mehreren frühen A-Sternen, deren Luftmassenunterschied sich über einen größeren Bereich erstreckt ($\Delta\chi \geq 2$). Der Extinktionskoeffizient k'_v ergibt sich dann aus der Transformationsgleichung 7.30 (Henden *et al.* 1991):

$$V_{Katalog} = v - k'_v/chi + \varepsilon(B-V)_{Katalog} + \zeta_v \tag{7.34}$$

Da $\varepsilon(\mathrm{B-V})_{\mathrm{Katalog}}$ für frühe A-Sterne vernachlässigbar klein ist, ergibt sich aus Gleichung 7.34 $V_{Katalog} - v = \zeta_v - k'_v/chi$. Trägt man nun $\mathrm{V_{Katalog}} - \mathrm{v}$ gegen die Luftmasse χ auf, so erhält man nach Regressionsrechnung eine Gerade mit k'_v als Steigung.

Wesentlich einfacher ist die Bestimmung des Extinktionskoeffizienten k'_v, wenn die Transformationskoeffizienten bekannt sind. Es werden hierzu 5–10 Standardsterne beliebiger Farbe bei verschiedenen Luftmassen gemessen. Trägt man nach Gleichung 7.34 nun $\mathrm{V_{Katalog}} - \mathrm{v} - \varepsilon(\mathrm{B-V})_{\mathrm{Katalog}}$ gegen χ auf, so erhält man auch hier nach Regressionsrechnung eine Gerade, deren Steigung $\mathrm{k'_v}$ ist.

Die Transformation des Objekts in das Standardsystem geschieht gemäss Abschnitt 7.5.2.2.

7.5.4 Kometenphotometrie in der Praxis

Bei der Photometrie von Kometen wird unterschieden zwischen dem Reflexions- und dem Emissionsanteil. Da das Reflexionsspektrum dem der Sonne (Spektralklasse G2) entspricht, dem. eignet sich für sonnenferne Kometen die Breitband-Photometrie für die Helligkeitsbestimmungen.

Tab. 7.6: Definition der IHW-Bänder

Band	λ_0/nm	$\Delta\lambda$/nm
CN	387	5
C_3	406	7
CO^+	426	6.5
Kontinuum	465	8
Kontinuum	485	6.5
C_2	514	9
Kontinuum	684	9
H_2O^+	700	17.5

In Sonnennähe überlagert sich dem Kontinuumspektrum das Emissionsspektrum angeregter Moleküle. Hier interessieren schmalbandige Bereiche im Spektum des Kometen. 1985 legte die Internationale Astronomische Union das International-Halley-Watch-Filtersystem für Kometen (IHW) fest (Manfroid *et al.* 1992). Es besteht aus sieben schmalbandigen Bereichen um Emmissionslinien bestimmter angeregter Moleküle aber auch innerhalb des Kontinuums. In Abbildung 7.25 ist das Spektrum des Kometen Kohoutek zusammen mit den Positionen der Bänder dargestellt (Manfroid *et al.* 1992). Die einzelnen Bänder sind in Tabelle 7.6 näher charakterisiert.

Bei der Photometrie im IHW-System wird die absolute Fluß-Kalibrierung innerhalb der Emissionsbändern mit speziellen Standardsternen, gewöhnlich B-Sternen, vorgenommen (Manfroid *et al.* 1992, A'Hearn 1983) Standardssterne für die Kometenphotometrie gibt Osborn (1990) an. Für das Kontinuum werden G-Sterne verwendet. Zur Datenreduktion siehe A'Hearn 1983. Allgemein werden in der Schmalbandphotometrie höhere Anforderungen an die Elektronik der CCD-Kameras gestellt, da der Beitrag des Himmelshintergrunds zurücktritt und der Untergrund, vor allem im blauen Spektralbereich im wesentlichen durch das instrumentell bedingte Rauschen bestimmt wird.

Im Vergleich zur Stellarphotometrie ergeben sich bei der Kometenphotometrie einige Besonderheiten. Die Meßgenauigkeit ist im Gegensatz zur Stellarphotometrie weniger von der Detektormeßgenauigkeit abhängig (Manfroid *et al.* 1992). Sie wird mehr durch die schwierige Extinktionskorrektur infolge der Horizontnähe vieler Kometen bestimmt, sowie Störungen der Dämmerung. Desweiteren ist bei großen Kometen die Himmelshintergrundkorrektur schwieriger

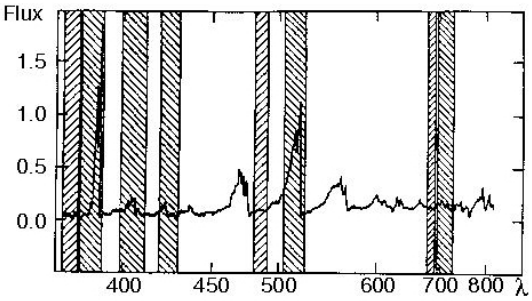


Abb. 7.25: Spektrum des Kometen Kohoutek und die Bänder des IHW-Systems. Mit freundlicher Genehmigung von Kluwer Academic Publishers.

und es müssen – bedingt durch die Eigenbewegung – laufend die Standardsterne gewechselt werden. Schließlich hängt die Helligkeitsbestimmung von der gewählten Diaphragmagröße bei Durchführung der Aperture-Photometrie ab.

Bei Kometen interessieren die Kernhelligkeit, die Helligkeit der Koma und die Gesamthelligkeit einschließlich Schweif. Zur Messung der Gesamthelligkeit fehlen im allgemeinen die nötigen Bildverarbeitungsprogramme. So sollte die genaue Kontur des Kometen in Form von Isolinien dargestellt werden können um die relevante Fläche für die Auswertung bestimmen zu können. Solche Auswertungsmöglichkeiten sind bislang nur in der professionellen Astronomie möglich. Für Details zur Photometrie von Kometen siehe A'Hearn (1983).

Kern- und Komahelligkeiten können im Mittel- und Breitbandbereich (z. B. Kron-Cousins-System) bestimmt werden. Hier ergibt sich das Problem der richtigen synthetischen Diaphragmagröße. Mit Hilfe zweidimensionaler Schnitte können die Grenzen der äußeren Koma gegenüber dem Himmelhintergrund wie in Abbildung 7.26 dargestellt, bestimmt werden. Man kann auch die Größe des Diaphragmas variieren und den Einfluß auf das Gesamtsignal untersuchen. Bei der Veröffentlichung der Ergebnisse ist immer die zugehörige Diaphragmagröße anzugeben. Für die Aperture-Photometrie können die meisten Bildverarbeitungsprogramme nur "quadratische" Diaphragmen mit kleinem Durchmesser erzeugen. Es existieren aber seit 1994 Bildverarbeitungsprogramme bzw. photometrische Reduktionsprogramme, die für die Aperture-Photometrie geeignet sind, z. B. das Programm CCDIR von Unified Sofware Systems. In Abbildung 7.27 ist ein 40×40 Pixel-Diaphragma über den Kometen Mueller (1993a) gelegt. Der Beitrag zur Komahelligkeit der "Hintergrundssterne" in der äußeren Koma ausgedehnter Kometen muß berücksichtigt werden. Sie müssen vom Gesamtsignal abgezogen werden. Ab-

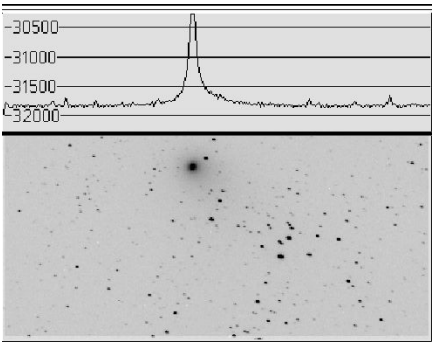


Abb. 7.26: Festlegung der Diaphragmagröße mit Hilfe eines xz-Querschnitt-Plots (*Imagine-32*)

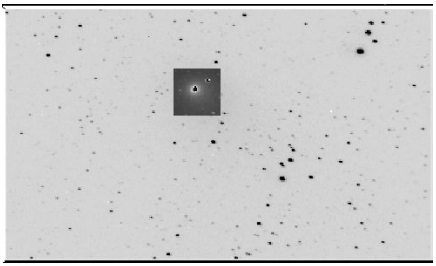


Abb. 7.27: Synthetisches 40×40-Pixel-Diaphragma über dem Kometen Mueller (1993a) (*Imagine-32*)

bildung 7.28 zeigt mehrere Sterne in der äußeren Koma des Kometen Mueller (1993a) am 19. November 1993 um 19h 57m UT. Beispielsweise würden die 15 Sterne zusammen einen Helligkeitsbeitrag von 0.2^{m} liefern, bezogen auf das Signal innerhalb eines 45×45-Diaphragmas.

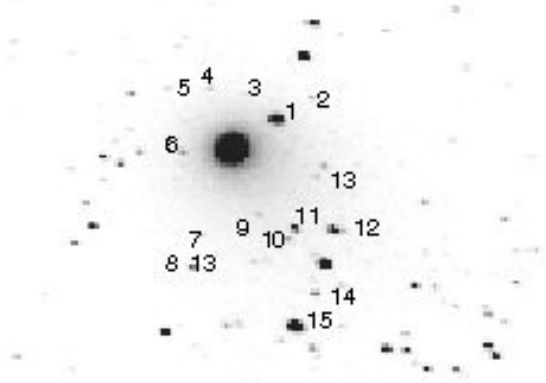


Abb. 7.28: Hintergrundssterne in der Koma. Der Kontrast wurde so gewählt, daß die Sterne zu sehen sind

Desweiteren hängt das Ergebnis neben der Diaphragmagröße vom Signal/Rausch-Verhältnis ab. Das gewünschte Signal/Rausch-Verhältnis ist durch die Integrationszeit bestimmt. Welche Kometen einer bestimmten Helligkeit überhaupt bei vorgegebener instrumentellen Ausrüstung untersucht werden können, ist den Tabellen im Anhang zu entnehmen, welche die Mindestintegrationszeiten für bestimmte S/N-Werte angeben. Steht ein Stern bekannter Helligkeit und Farbe in unmittelbarer Nachbarschaft zum Kometen, kann mit geringem Aufwand *differentielle Photometrie* betrieben werden. In diesem Zusammenhang wird auf Abschnitt 7.5.3.1 verwiesen.

In der Regel ist es sehr schwierig, einen Referenzstern bekannter Helligkeit und Farbe in der Aufnahme zu erhalten. Die von Amateuren oft benutzten Kataloge, wie AGK3, SAO und PPM etc. sind in ihren Helligkeitsangaben zu ungenau und auch sehr fehlerhaft. Zudem erschweren die kleinen Detektionsflächen die Möglichkeit, einen geeigneten Referenzstern zu finden. Der Guide Star Catalogue (GSC) mit mehr als 15 Mio. Sternen bis zur 15. Größe hat einen mittleren photometrischen Fehler von $\pm 0.4^{\mathrm{m}}$; bei 10 Prozent der Sterne ist der Fehler sogar noch wesentlich größer. Außerdem ist der Spektraltyp nicht angegeben.

Wesentlich geeigneter ist der *Guide Star Photometric Catalogue*(GSPC), mit dem der GSC-Gesamtkatalog photometrisch kallibriert wurde (Lasker 1988). Dabei handelt es sich um 1477 BV-photoelektrisch bestimmte Felder mit ca. 0.5° Kantenlänge mit einem Helligkeitsbereich von $9-15^{\mathrm{m}}$. Diese 1477 Felder stehen relativ dicht und sind in der Deklination alle 5° anzutreffen. Es besteht somit oft eine Chance eines der Felder mit auf der Aufnahme zu haben. Die mittlere photometrische Genauigkeit ist 0.05^{m}. Für die Bestimmung der Komahelligkeit von Kometen im V-Breitband-System ist dieser Katalog durchaus geeignet.

Die wichtigsten Punkte zur Vorgehensweise bei der Photometrie von Kometen werden hier nochmals zusammengefaßt:

- Die Auswahl geeigneter G-Standardsterne vor der Beobachtung. Dabei sollten die Luftmassen-Werte für die vorgesehene Beobachtungszeit abgeschätzt werden.
- Die Methode auswählen: Differentielle Photometrie, wenn Standardstern(e) in gleicher Aufnahme wie der Komet erwartet wird oder Allsky-Photometrie; dabei mindestens 10 Standardsterne auswählen und messen. Diese sollten im gleichen Luftmassenbereich wie der Komet liegen. Für die Extinktionskorrektur sollten 2 Sterne einen Luftmassenunterschied $\Delta\chi \geq 2$ haben.

- Die gewünschte Meßgenauigkeit und damit Mindestintegrationszeit abschätzen. Am besten eine Serie von Aufnahmen durchführen. Eventuell sollte bei der Auswertung eine Kompositbildung zur Verbesserung des S/N-Verhältnisses durchgeführt werden. Bei differentieller Photometrie muß das Referenzstern-Signal beachtet werden; Das Signal sollte maximal Dreiviertel des Sättigungswertes aufweisen.
- Die bias-, Dunkel- und Flatfieldaufnahmen durchführen. Es empfiehlt sich, jeweils mehrere Aufnahmen aufzunehmen und zu mitteln.

Die Auswertung:

- Festlegung der optimalen Diaphragmagröße für den Kometen; dabei den Einfluß der Diaphragmagröße auf das Gesamtsignal beachten. Eventuell muß eine "Hintergrundskorrektur" durchgeführt werden: die Signale der Sterne in der äußeren Koma müssen bestimmt und vom Gesamtsignal abgezogen werden.
- Die Signalwerte der Referenzsterne bestimmen.
- Die instrumentellen Helligkeiten aus den Signal-Werten errechnen $(m = -2.5^m \log f)$.
- Abschließend erfolgt die Datenreduktion; hierbei kann wie in Abschnitt 7.5.2.2 erläutert, vorgegangen werden.

Bei Veröffentlichung des Ergebnisses sollten immer die Methode (differentielle bzw. Allsky-Photometrie, Angabe der Extinktions- und Transformationskoeffizienten), die verwendeten Filter und Standardsterne sowie die Größe des Diaphragmas mit angegeben werden.

7.6 Grundzüge der Bildverarbeitung

Der A/D-Wandler transformiert die analogen Signale, welche pro Bildelement die Bildinformation darstellen, in digitale Werte (ADUs). Der Rechner weist dann den digitalen Werten Grau- bzw. Farbstufen zu. Die Zahl der möglichen Graustufen bzw. Farben werden zum einen durch die Dynamik des A/D-Wandler bestimmt. So kann ein 8 bit-A/D-Wandler $2^8 = 256$ Graustufen erzeugen. Im Vergleich dazu differenziert ein 12 bit-A/D-Wandler theoretisch schon $2^{12} = 4096$ Graustufen. Selten geht der interessierende Helligkeitsumfang in einer Aufnahme

über den gesamten darstellbaren Graustufenbereich. In vielen Fällen haben lichtschwache Details astronomischer Objekte gegenüber dem Himmelshintergrund nur gering höhere Pixelwerte. Dies hat eine starke Auswirkung auf die Visualisierungsmöglichkeit der Objekte. Mit einer 8 bit-Dynamik können diese nur unzureichend dargestellt werden. Ein Graustufenunterschied beim 8 bit-Datenformat entspricht 16 verschiedenen Graustufen bei 12 bit bzw. 256 theoretisch differenzierbaren Abstufungen bei 16 bit. Details mit geringem Kontrastunterschied können hier also wesentlich besser dargestellt werden.

Zum anderen hängt die Zahl der darstellbaren möglichen Graustufen vom Bildverarbeitungsprogramm und der Hardware ab. Hier bestehen zum Teil große Unterschiede. Eine VGA-Karte kann im Auflösungsmodus 32×200 256 Farben bzw. 64 Graustufen darstellen; mit 64×480 Bildpunkten dagegen nur 16 Farben. Als Folge können beim Einsatz einer ST-6 Kamera mit 375×242 Bildpunkten bei der Auflösung 320×200 nur ca. 90% des Bildes abgebildet werden. Da die Detektoren sehr kleine Abbildungsflächen haben, ist ein Bild mit der Auflösung 640×480-Bildpunkten auf dem Bildschirm sehr klein. Um ein großformatiges Bild auf dem Bildschirm zu erzeugen, werden bei vielen Bildverarbeitungsprogrammen niedrigere Auflösungen benutzt. Die Bilder sehen dadurch sehr digital aus. Ein gutes Bildverarbeitungsprogramm sollte daher eine SuperVGA-Karte unterstützen, die 256 Farben bei Auflösungen zwischen 640×480 bis 1024×768 Pixel darstellen kann. Noch mehr Farben können nur sehr teure Grafikarten mit speziellen Bildverarbeitungsprogrammen darstellen. In der Praxis können also nicht alle theoretisch möglichen Graustufen visualisiert werden.

Ein weiteres Problem der 8-bit Bilder stellen die statistischen Effekte dar. Haben beispielsweise die schwachen Details eines Objekts Pixelwerte, die sich gegenüber den Werten des Himmelshintergrunds nur um $1-2$ ADUs unterscheiden, kann ein Pixel aufgrund statistischer Schwankungen zufällig den Himmelhindergrundswert haben, das benachbarte Bildelement aber den höheren Wert. Als Folge sehen schwache Details nahe dem Hintergrund sehr verrauscht aus. Man kann durch Aufaddieren mehrerer Aufnahmen diesen Effekt mindern. Da jede Aufnahme ihre individuellen Schwankungen hat, mitteln sich diese Effekte aus. Zudem kann das S/N-Verhältnis durch Kompositbildung verbessert werden. Wie in Abschnitt 7.3.6.1 erläutert, ist das S/N-Verhältnis proportional der Wurzel aus dem Signal. Bei Addition von 4 Aufnahmen gleicher Integrationszeit verdoppelt sich damit das S/N-Verhältnis.

Die digitalen Werte (ADUs) können als Zahlenwerte mathematisch manipuliert werden. Um

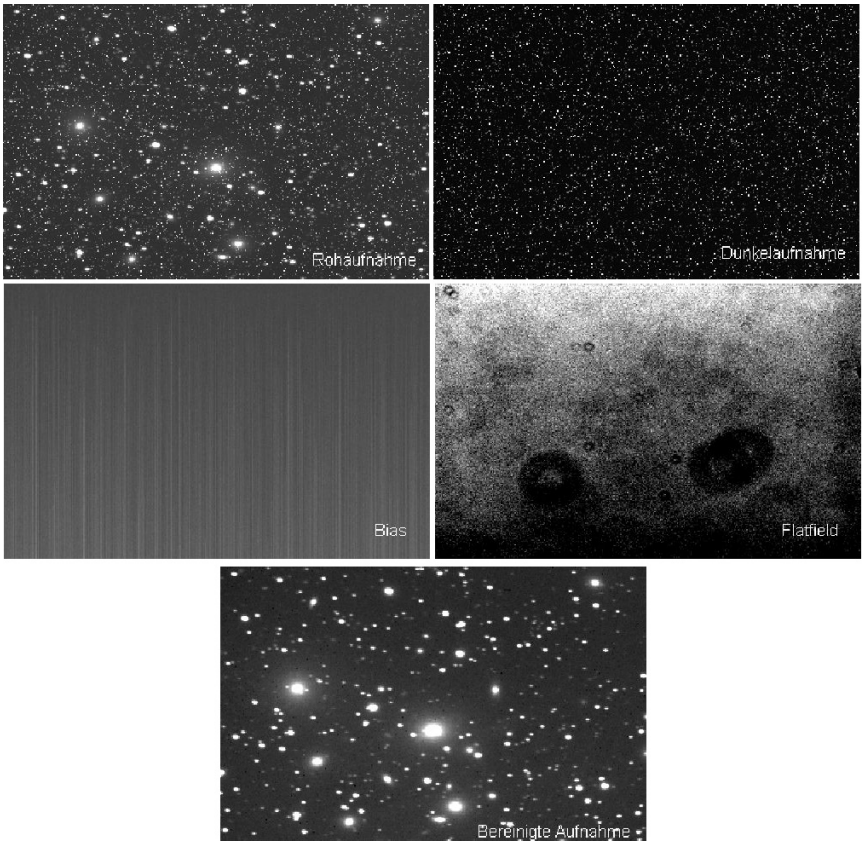


Abb. 7.29: Korrektur einer Rohaufnahme. Aufnahmeabfolge, bestehend aus Rohaufnahme, Dunkelaufnahme gleicher Integrationszeit, Bias-Aufnahme und Flatfieldaufnahme

solche Zahlenmanipulationen erfolgreich durchführen zu können, müssen folgende Punkte beachtet werden:

- wie im Falle einer photographischen Aufnahme muß eine CCD-Aufnahme genügend lang belichtet werden. Die Graustufen-Dynamik in der Aufnahme sollte so groß wie möglich sein. Kurzbelichtete Aufnahmen sind für viele Verarbeitungs-Algorithmen völlig unbrauchbar.

- Die Aufnahmen sollten optimal bereinigt sein: Dunkelaufnahmen-, Bias- und Flatfield-Korrekturen müssen exakt durchgeführt werden (Berry 1994). Bei CCD-Kameras, mit denen direkt keine Bias-Aufnahmen erhalten werden können, behilft man sich auf folgende Weise: Man erzeugt bei der gleichen Temperatur zwei Dunkelaufnahmen D_1 und D_2, wobei D_2 die doppelte Integrationszeit von D_1 hat: $t_2 = 2t_1$. Es gilt: $D_1 = B + I_d t_1$ und $D_2 = B + I_d t_2$. Hierbei ist B der Biasanteil und I_D der Dunkelstrom. Multipliziert man nun die D_1-Aufnahme mit einem Faktor 2 ($2D_1 = 2B + 2I_d t_1$), so erhält man aus der Differenz $2D_1 - D_2$ den Biasanteil (Newberry 1995). Abbildung 7.29 verdeutlicht in einer Aufnahmensequenz die Korrektur. Nur einwandfrei bereinigte Aufnahmen eignen sich für viele Verarbeitungsfunktionen wie Schärfen, unscharfe Maske etc.. Bei diesen Funktionen werden kleine Signale stark angehoben inklusive der Störsignale. In solchen Aufnahmen können Artefakte von wirklich vorhandenen Details nicht mehr unterschieden werden.

Ist die Dunkelaufnahmenkorrektur der Rohaufnahme $R(x,y)$ aufgrund von Temperaturschwankungen nicht befriedigend, so kann mit Hilfe einer Serie von Dunkelaufnahmen und der Bias-Aufnahme $B(x,y)$ eine verbesserte Korrektur vorgenommen werden. Durch Aufsummieren aller n Dunkelaufnahmen erhält man $M(x,y)$. Die korrigierte Aufnahme $K(x,y)$ bestimmt man nach folgender Gleichung (Buil 1991):

$$K(x,y) = (R(x,y) - B(x,y)) - (M(x,y) - n \cdot B(x,y)) \cdot k \tag{7.35}$$

Der Parameter k wird über die Varianz σ^2 der Intensitäten in einem Meßfenster von beispielsweise 30×30 Pixel bestimmt.

Im folgenden sollen kurz die wesentlichsten Bildverarbeitungsmöglichkeiten erläutert werden.

Skalieren: Beim Skalieren werden aus den Orginalwerten ein unterer und ein oberer Pixelwert festgelegt, zwischen denen dann die Graustufen verteilt werden. Alle Pixelwerte unterhalb des ersten Schwellenwertes werden somit ganz schwarz dargestellt und alle Pixelwerte oberhalb des zweiten Wertes rein weiß. Für die Verteilung der Graustufen existieren verschiedene Möglichkeiten. Die wichtigsten Skalierungsarten sind lineares und logarithmisches Skalieren. In Abbildung 7.30 ist das lineare Scaling verdeutlicht. Üblicherweise wird der untere Wert so gewählt, daß der Himmelshintergrund dunkelgrau auf dem Bildschirm erscheint. Ein Histogramm

hilft die Grenzwerte festzulegen. Die Differenz zwischen den beiden Grenzwerten legt nun den Kontrast der Aufnahme fest. Je steiler die Gerade in Abbildung 7.30, desto größer der Kontrast (Berry 1994). Lineares Skalieren kann je nach Helligkeitsumfang lichtschwache und helle Details

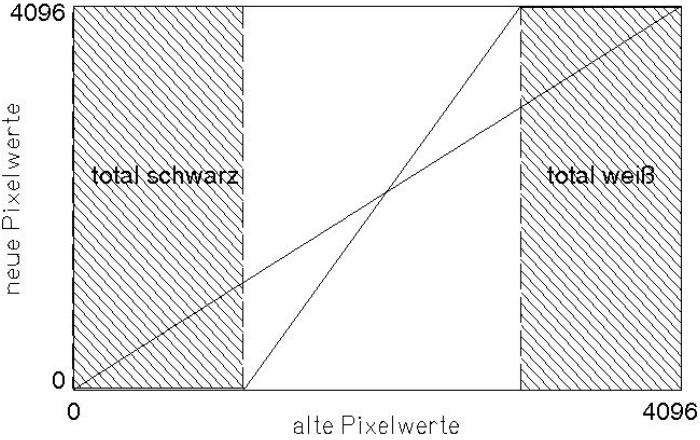


Abb. 7.30: Lineares Skalieren

nicht gleichzeitig darstellen. So werden helle Details, wie Kernregionen von Kugelsternhaufen strukturlos weiß dargestellt, sofern schwächere Details wie die Randbereiche sichtbar gemacht werden sollen. Umgekehrt verschwinden die Spiralarme oder Kometenschweife, sofern man Galaxienkerne oder die innere Koma sichtbar machen möchte. In diesem Fall eignet sich das nichtlineare Skalieren. Die Pixelwerte werden durch eine mathematische Funktion wie Potenzieren und Logarithmieren manipuliert. Durch diese Transformation können je nach Funktion die schwachen Pixelwerte mehr oder weniger stark angehoben werden. Abbildung 7.31 verdeutlicht das Logarithmieren. Man erkennt, daß schwächere Pixelwerte wesentlich stärker als höhere Pixelwerte angehoben werden. Durch Logarithmieren hebt man schwache Signale drastisch an.

Mit Potenzgleichungen mit dem Exponenten p kleiner 1 werden schwache Pixelwerte weniger stark verstärkt. Dies wird in Abbildung 7.32 verdeutlicht. Abbildung 7.33 zeigt eine Aufnahmen des Kugelsternhaufens M13, bei der die Pixelwerte mit $p = 0.5$ potenziert wurden. Sowohl an den Rändern als auch im Kern sind Sterne sichbar.

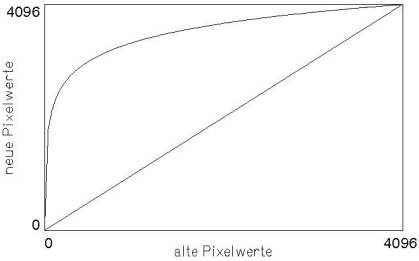


Abb. 7.31: Logarithmisches Skalieren

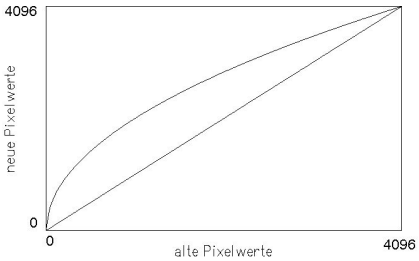


Abb. 7.32: Skalieren mit Potenzgesetzen; Exponent p = 0.5

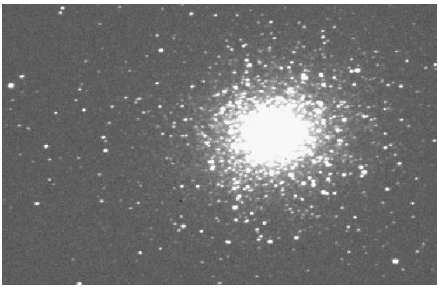


Abb. 7.33: M13, C11, f/6.3, 20s Integrationszeit; Linear skalieret.

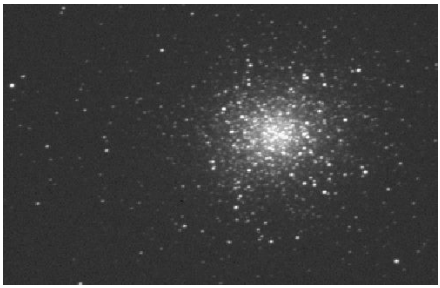


Abb. 7.34: Gleiche Aufnahme wie Abbildung 7.33, jedoch potenziertes Skalieren mit Exponent 0.5.

Maskentechnik (Convolution): Mit Hilfe von Masken können die Aufnahmen stark verändert werden. Sie dienen beispielsweise als Hochpass- oder Tiefpassfilter zum Schärfen und Glätten (Buil 1991). Bei Planetenaufnahmen, die im allgemeinen große Äquivalentbrennweiten erfordern und somit stark durch die Luftunruhe beeinflußt werden, können die Aufnahmen geschärft werden. Andererseits ist es manchmal wünschenswert, zur Verminderung des Rauschens die Aufnahme zu glätten. Ein wichtige Prozedur mit Hilfe von Masken stellt die *unscharfe Maske* dar, mit der schwache Details verstärkt werden können.

Bei der Maskentechnik werden die Pixelwerte durch benachbarte Pixelwerte neu gewichtet (Buil 1991). Die Art der Gewichtung wird mit Hilfe einer vorgegebenen Maske gesteuert. Wieviele Pixel in der näheren Umgebung bei der Gewichtung mit eingehen, wird durch die Größe der Masken bestimmt. Man verwendet 3×3-, 5×5-, 7×7- und größere Masken. Die

Masken sind andererseits auch Koeffizientenmatrizen. Der Punkt in der Mitte der Maske $P(x,y)$ wird neu berechnet. Abbildung 7.35 zeigt einen Ausschnitt aus dem Zahlenarray, über das am Punkt $P(x,y)$ eine 3×3-Matrix gelegt ist. Die Koeffizienten der Matrix bestimmen nun nach Gleichung x den neuen Pixelwert von $P(x,y)$. Die Maske wandert während der Prozedur von Koordinate zu Koordinate über das gesamte Bild. Dabei wird die Konstante im Nenner so gewählt, dass das verarbeitete Bild im ähnlichen Graustufenbereich liegt, wie die ursprüngliche Aufnahme. In vielen Fällen entspricht die Konstante dem Summenwert der Koeffizienten der Matrix.

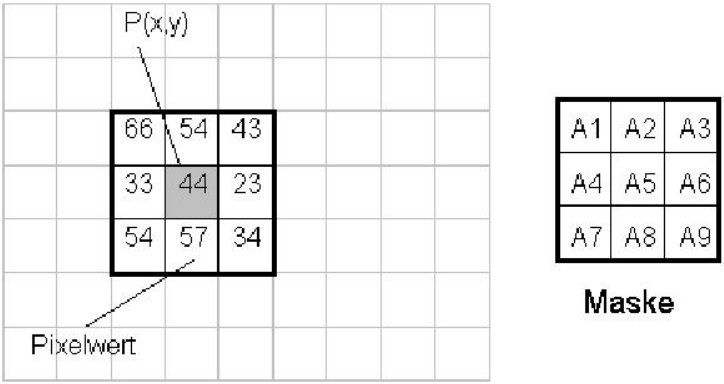


Abb. 7.35: Gewichtung eines Pixelwertes einer Koordinate P(x,y) durch die benachbarten Pixelwerte innerhalb einer Maske und durch eine Koeffizientenmatrix. $P_{neu} = \frac{A1 \cdot 66 + A2 \cdot 54 + A3 \cdot 43 + A4 \cdot 33 + A5 \cdot 44 + A6 \cdot 23 + A7 \cdot 54 + A8 \cdot 57 + A9 \cdot 34}{Konstante}$

Eine Glättung entspricht einer Mittelwertbildung aller in der Maske relevanten Pixelwerte. Die zugehörige Koeffizientenmatrix einer 3×3-Maske lautet:

1	1	1
1	1	1
1	1	1

Um die Pixelwerte der resultierenden Aufnahme im gleichen Graustufenbereich wie die ursprüngliche Aufnahme zu halten, wird ein Divisor von 9 gewählt. Die Größe der Maske bestimmt das Ausmaß der Glättung. Bei der Schärfung wird mit negativen Koeffizienten gearbeitet. Die Matrix kann beispielsweise folgendermaßen aussehen:

-1	-1	-1
-1	9	-1
-1	-1	-1

Abbildung 7.36 zeigt eine mit einer solchen Maske geschärfte Aufnahme.

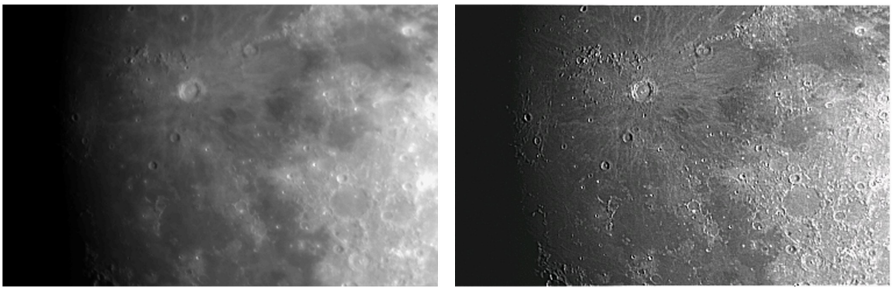


Abb. 7.36: Krater Kopernikus mit C8, f/10, 0.02 s Integrationszeit; links: Orginalaufnahme, rechts: geschärfte Aufnahme.

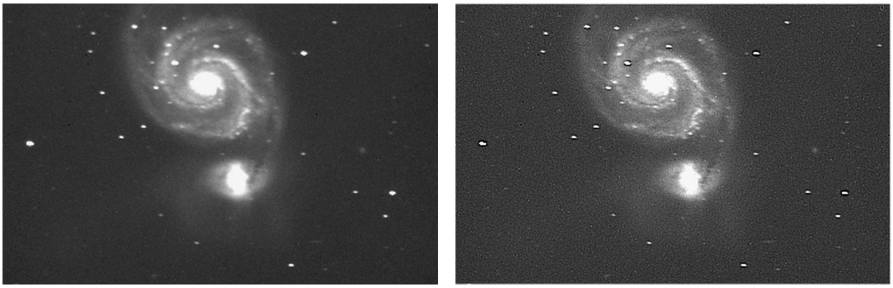


Abb. 7.37: M51, C11, f/6.3, 5 min Integrationszeit, Beispiel einer Bildverarbeitung mit Hilfe einer unscharfen Maske. Links: Orginal; rechts unscharfe Maske.

Eine der wichtigsten Anwendungen der Maskentechnik ist die *unscharfe Maske*. Diese Technik ist neben der Schärfung eine weitere Möglichkeit der Kontraststeigerung (Berry 1994). Kleine schwache Details werden angehoben, während große Signale im wesentlichen unverändert bleiben. Erzeugt man synthetisch, wie oben erläutert, eine unscharfe Aufnahme (unscharfe

Maske), so werden kleine schwache Signale entfernt, während große, ausgedehntere Signale praktisch unbeeinflußt bleiben. Multipliziert man beispielsweise das Orginal mit einem Faktor 4 und die erzeugte unscharfe Maske mit dem Faktor 3, so erhält man nach Subtraktion eine Aufnahme, welche die schwachen Details wesentlich kontrastreicher wiedergibt. Abbildung 7.37 zeigt das Ergebnis einer solche Prozedur, bei der mit Hilfe der unscharfen Maske Details in den Spiralarmen von M 51 besser sichtbar werden.

Tabellen

Die Tabellen enthalten abgeschätzte Signal/Rauschverhältnisse für Objekte mit 10, 60 und 180 Bogensekunden Durchmesser für Teleskope mit 150, 200 und 250 mm Öffnung, alle f/6. Desweiteren werden die Integrationszeiten für bestimmte Signal/Rauschverhältnisse abgeschätzt. Die Berechnungen beziehen sich auf ein Sternsignal der 0. Größe mit ca. 5 700 000 Quanten/cm^2 s (filterlos) bzw. 1 000 000 Quanten/cm^2 s. Die Leuchtdichte des Himmelshintergrunds wird zu 18$^{\mathrm{m}}$/cm^2 s arcsec^2 angenommen. Die Reduktion der Signale beruht auf folgende Größen: Atmosphärischer Extinktionskoeffizient $k = 0.2$, Luftmasse $\chi = 1.41$, optischer Transmissionsfaktor $\tau = 0.75$, Filtertransmissionskoeffizient $T = 1$ (filterlos) bzw. $T = 0.49$ (V-Band) und ein mittlerer Quantenausbeutefaktor $Q = 0.37$ (filterlos) bzw. 0.42. Daraus resultieren ca. 1 000 000 erzeugte Photoelektronen/cm^2 s in einer ST-4 Kamera, filterlos "gemessen", bzw. für das V-Band 100 000 Photoelektronen/cm^2 s. Der Dunkelstrom der ST-4 beträgt bei einer Umgebungstemperatur von 10°C etwa 125 e^-/Pixel/s; das Rauschen der Elektronik 600 e^-/Pixel/Ausleseprozedur.

Tab. 7.7: Abgeschätzte Signal/Rausch-Verhältniswerte für 150/900mm-, 200/1260mm- und 250/1500mm-Optiken mit ST-4 CCD-Kamera *ohne Filter* für 60 s Integrationszeit; *: ungefilterte scheinbare "CCD-Helligkeit"

Obj.	Ø= 10″	Ø= 60″	Ø= 180″
8.0^m *	1997	503	170
9.0^m	985	202	68
10.0^m	442	81	27
11.0^m	186	32	11
12.0^m	76	13	4
13.0^m	31	5	2
14.0^m	12	2	1
15.0^m	5	1	0
16.0^m	2	0	0
17.0^m	1	0	0

Abgeschätzte Signal/Rausch-Verhältniswerte für 200/1260mm-Optik mit ST-4 CCD-Kamera *ohne Filter* für 60 s Integrationszeit; *: ungefilterte scheinbare "CCD-Helligkeit"

Obj.	Ø= 10″	Ø= 60″	Ø= 180″
8.0^m *	2641	658	223
9.0^m	1296	265	89
10.0^m	579	106	35
11.0^m	244	42	14
12.0^m	99	17	6
13.0^m	40	7	2
14.0^m	16	3	1
15.0^m	6	1	0
16.0^m	3	0	0
17.0^m	1	0	0

Abgeschätzte Signal/Rausch-Verhältniswerte für 250/1500mm-Optik mit ST-4 CCD-Kamera ohne Filter für 60 s Integrationszeit; *: ungefilterte scheinbare "CCD-Helligkeit"

Obj.	Ø= 10″	Ø= 60″	Ø= 180″
8.0^m *	3301	822	279
9.0^m	1620	331	111
10.0^m	724	132	44
11.0^m	305	53	18
12.0^m	124	21	7
13.0^m	50	8	3
14.0^m	20	3	1
15.0^m	8	1	0
16.0^m	3	1	0
17.0^m	1	0	0

Abgeschätzte Signal/Rausch-Verhältniswerte für 150/900mm-Optik mit ST-4 CCD-Kamera mit V-Filter für 60 s Integrationszeit; in Klammern: Komposit aus vier 60 s-Aufnahmen;*: "scheinbare V-Helligkeit"

Obj.	Ø= 10″	Ø= 60″	Ø= 180″
8.0^m *	290 (564)	51 (100)	17 (33)
9.0^m	120 (233)	20 (40)	7 (13)
10.0^m	48 (94)	8 (16)	3 (5)
11.0^m	19 (38)	3 (6)	1 (2)
12.0^m	8 (15)	1 (3)	0 (1)
13.0^m	3 (6)	1 (1)	0
14.0^m	1 (2)	0	0
15.0^m	0 (1)	0	0

Abgeschätzte Signal/Rausch-Verhältniswerte für 200/1260mm-Optik mit ST-4 CCD-Kamera mit V-Filter für 60 s Integrationszeit; in Klammern: Komposit aus vier 60 s-Aufnahmen;*: "scheinbare V-Helligkeit"

Obj.	Ø= 10″	Ø= 60″	Ø= 180″
8.0^m *	379 (739)	67 (130)	22 (44)
9.0^m	157 (305)	27 (52)	9 (17)
10.0^m	63 (123)	11 (21)	4 (7)
11.0^m	25 (49)	4 (8)	1 (3)
12.0^m	10 (20)	2 (3)	1 (1)
13.0^m	4 (8)	1 (1)	0
14.0^m	2 (3)	0 (1)	0
15.0^m	1 (1)	0	0
16.0^m	0	0	0

Abgeschätzte Signal/Rausch-Verhältniswerte für 250/1500mm-Optik mit ST-4 CCD-Kamera mit V-Filter für 60 s Integrationszeit; in Klammern: Komposit aus vier 60 s-Aufnahmen;*: "scheinbare V-Helligkeit"

Objekt:	Ø= 10″	Ø= 60″	Ø= 180″
8.0^m *	474 (924)	84 (163)	28 (54)
9.0^m	196 (381)	33 (65)	11 (22)
10.0^m	79 (154)	13 (26)	4 (9)
11.0^m	32 (62)	5 (10)	2 (3)
12.0^m	13 (25)	2 (4)	1 (1)
13.0^m	5 (10)	1 (2)	0
14.0^m	2 (4)	0 (1)	
15.0^m	1 (2)	0	
16.0^m	0 (1)		

Abgeschätzte Integrationszeiten in Sekunden für Signal/Rausch-Verhältniswerte (10, 50 und 100) für Photometrie, bezogen auf eine 150/900mm-Optik mit ST-4 CCD-Kamera mit V-Filter; *: "scheinbare V-Helligkeit"

Objekt:	Ø= 10″			Ø= 60″			Ø= 180″		
S/N:	10	50	100	10	50	100	10	50	100
7.0^m *	1	4	8	5	23	46	14	70	
8.0^m	2	10	20	12	58	118	35	179	
9.0^m	5	25	50	29	149	307	88	471	
10.0^m	12	62	127	74	389	834	227	1331	
11.0^m	31	158	329	189	1081	2546	606	4442	
12.0^m	78	415	899	499	3458		1767		
13.0^m	199	1157	2770	1422					
14.0^m	528	3742		4813					
15.0^m	1514								

Abgeschätzte Integrationszeiten in Sekunden für Signal/Rausch-Verhältniswerte (10, 50 und 100) für Photometrie, bezogen auf eine 200/1260mm-Optik mit ST-4 CCD-Kamera mit V-Filter; *: "scheinbare V-Helligkeit"

Objekt:	Ø= 10″			Ø= 60″			Ø= 180″		
S/N:	10	50	100	10	50	100	10	50	100
7.0^m *	1	3	6	4	18	35	11	53	107
8.0^m	1	7	15	9	45	90	27	136	278
9.0^m	4	19	38	22	113	231	67	353	751
10.0^m	9	47	96	56	293	618	172	972	2256
11.0^m	23	120	247	143	795	1804	453	3049	
12.0^m	59	311	662	374	2409		1275		
13.0^m	151	847	1947	1036					
14.0^m	396	2591		3286					
15.0^m	1100								

Abgeschätzte Integrationszeiten in Sekunden für Signal/Rausch-Verhältniswerte (10, 50 und 100) für Photometrie, bezogen auf eine 250/1500mm-Optik mit ST-4 CCD-Kamera mit V-Filter; *: "scheinbare V-Helligkeit"

Objekt:	Ø = 10″			Ø = 60″			Ø = 180″		
S/N:	10	50	100	10	50	100	10	50	100
7.0^m *		2	5	3	14	28	8	42	27
8.0^m	1	6	12	7	36	72	21	108	72
9.0^m	3	15	30	18	90	183	54	279	183
10.0^m	7	38	76	45	232	484	137	754	484
11.0^m	19	95	195	114	620	1373	357	2269	1373
12.0^m	47	246	517	296	1812		982		
13.0^m	120	659	1474	802			3087		
14.0^m	312	1940		2437					
15.0^m	850								

Literaturverzeichnis

[1] A'Hearn, A.T. (1983): Photometry of Comets. In: *Solar System Photometry Handbook*. R.M.Genet (Ed.), Willmann-Bell, Richmond.

[2] Berry, R. (1994): *Sky and Telescope* 87, 30.

[3] Bessel, M.S. (1995): UBVRI Filters for CCD Photometry. *CCD Astronomy*. Fall 1995, 20-23.

[4] Bickel, W. (1991): *Sterne und Weltraum* 30, 760.

[5] Budding, E. (1993): An Introduction to astronomical photometry. Cambridge University Press.

[6] Buil, Ch. (1991): *CCD Astronomy*. Willmann-Bell, Richmond.

[7] Cicco, di D. (1990): *Sky and Telescope* 80, 250.

[8] Cicco, di D. (1990): *Sky and Telescope* 84, 395.

[9] Cicco, di D. (1991): *Sky and Telescope* 82, 257.

[10] Compuscope (1993): Users Guide zu Imagine-32-Software. Santa Barbara.

[11] Geyer, E.H. (1984): DFG-Rundgespräch und Workshop über Astronomische Großteleskope. Bad Honnef 29/30.11.84

[12] Henden, A.A. & Kaitchuck, R.H. (1991): *Astronomical Photometry*. Wilmann-Bell, Richmond.

[13] Landolt, A.U. (1983): *Astron. Journal* 88(3), 439.

[14] Lasker, B.M. *et al.* (1988): The Guide Star Photometric Catalog. Astrophys. J. Suppl. 68, 1.

[15] Mallama, A. (1993): *Sky and Telescope* 85, 84.

[16] Mermilliod, J.-C. (1987): Bull. Inform. CDS 14, 32.

[17] Möller, M. (1993): *Sterne und Weltraum* 32, 176.

[18] Montenbruck, O. & Pfleger, T. (1989): *Astronomie mit der Personal Computer*. Springer-Verlag.

[19] NASA (1992): *The Guide Star Cataloge*.

[20] Osborn, W.H. *et al.* (1990): *Icarus* 88, 288.

[21] Neumüller (1992): *Optoelectronics Image-Sensors*. Data Book, Vol.3

[22] Newberry, M. V. (1995): *Recovering the Signal*, CCD Astronomy, Spring 1995, 18.

[23] Reeb, O. (1962): *Grundlagen der Photometrie*. Verlag G.Braun, Karlsruhe.

[24] Roth, G.D. (1989): *Handbuch für Sternfreunde*. 4.Aufl., Springer-Verlag.

[25] Schäfer, H. (1985): *Elektromagnetische Starhlung*. Vieweg-Verlag Braunschweig/Wiesbaden.

[26] Schwartz, R. (1992): Datenblatt ST-6. Santa Barbara Instrument Group.

[27] Schwartz, R. (1993): Persönliche Mitteilung. Santa Barbara Instrument Group.

[28] SpectraSource (1991): Technische Datenblätter Lynxx-Kameras. SpectraSource Instruments.

[29] Sterken, Chr. & Manfroid, J. (1992): *Astronomical Photometry*. Kluwer Academic Publishers, Dordrecht, Netherlands.

8 Spektroskopie

M. Kretlow

Vorbemerkung

Als dieses Kapitel vor annähernd 15 Jahren verfasst wurde, befand sich die Amateurszene gerade in einem Umbruch. Die ”zweite Generation” von Amateur-CCD-Kameras wie der SBIG ST-6 kamen auf dem Markt, aber die klassische Photographie war unter den Kometenbeobachtern noch überwiegend verbreitet. Digitale Spiegelreflex-Kameras (DSLR) waren freilich noch unbekannt. Diese Situation hat sich vollständig gewandelt. Um dem Rechnung zu tragen, wurde dieses Kapitel entsprechend überarbeitet und umstrukturiert[1]. Der Begriff Digitalkamera wird hier synonym sowohl für spezielle astronomische CCD-Kameras als auch für die inzwischen bei Astrophotographen sehr beliebten DSLR’s verwendet. Die Abschnitte Bildverarbeitung und Auswertung wurden erweitert.

8.1 Einleitung

Das Licht, das von einem Himmelskörper zu uns gelangt, enthält eine Fülle von Informationen, welche dem Beobachter Aufschluss über die Natur des Objektes geben und über die physikalischen und chemischen Prozesse mit denen das Objekt oder sein ausgesandtes Licht auf dem Weg zu uns wechselwirkt. Die Spektroskopie ist eine der ältesten und auch bis heute noch wichtigsten Untersuchungsmethoden in der optischen Astronomie. Sie ermöglicht es, Aussagen über die chemische Zusammensetzung des beobachteten Objektes zu treffen. Dass die spektroskopischen Methoden in der professionellen Forschung i.d.R. weit mehr als eine ”simple” chemische Fernanalyse darstellen, sondern auch dem Nachweis und der Untersuchung einer Reihe von physikalischen Prozessen dienen, sei an dieser Stelle nur erwähnt. Ein Blick in

[1] Photographische Beispiele und Bezüge wurden aber nicht pauschal aus dem Text ”verbannt”.

Lehrbücher (z.B. Häfner 1989, Walker 1987 und Kitchin 1984) oder Fachpublikationen macht dies deutlich.

Ziel des Kapitels soll aber sein, Beobachtungsmethoden und –möglichkeiten vorzustellen, die für den Amateurastronom realisierbar sind. Zwei sich ergänzende Faktoren kommen uns dabei entgegen: Die Verwendung hochempfindlicher Digitalkameras und der Trend zu immer leistungsfähigeren Teleskopen in Amateur- und Vereinsssternwarten. Dennoch soll nicht verschwiegen werden, dass die Anforderungen an den Beobachter und das Instrumentarium relativ hoch sind. Das gilt im besonderen für den Bau und Einsatz eines Spaltspektrographen, aber auch für die Verarbeitung der Aufnahmen und Spektren. Mit (durchschnittlichen) Amateurinstrumenten sind nur relativ helle Kometen spektroskopisch zugänglich, und derart helle Erscheinungen sind ja nicht so häufig. Der Beobachter kann aber "flaue" Zeiten mit der Spektroskopie anderer interessanter Objekte verbringen, um insbesondere sein Instrumentarium, die Beobachtungstechniken und Auswertemethoden daran zu erproben und weiter zu entwickeln (in der FG Spektroskopie der VdS, aber auch im Internet, wird man zahlreiche Anregungen finden).

8.2 Einführung in die Physik der Kometen

Beobachten wir einen Kometen am Himmel, so sehen wir bekanntlich nicht den eigentlichen Körper, also den Kometenkern an sich. Vielmehr ist die für uns sichtbare Kometenerscheinung die Folge einer (komplexen) Wechselwirkung des Kernes mit seiner Umgebung. Kometen(kerne) kann man sich nach dem Whippleschen Modell als "schmutzige Schneebälle" vorstellen, d.h. als ein Konglomerat aus gefrorenem Wasser und anderen gefrorenen Gasen, sowie darin eingelagerten, festen (Staub-)Partikeln.

Bewegt sich nun ein Komet auf seiner Bahn in das innere Sonnensystem, so setzt wegen der zunehmenden Erwärmung des Kernes ab etwa 3 AE heliozentrischer Distanz an seiner Oberfläche eine Aktivität ein[2]. Das Eis sublimiert und es bildet sich eine diffuse Wolke gasförmiger Anteile um den Kern, die Koma. Die in den Oberflächenschichten eingelagerten Staubpartikel werden bei diesem Prozeß ebenfalls in die Koma freigesetzt. Das Gas wird vom Sonnenlicht zu Fluoreszenz-

[2] Dies ist als Durchschnittswert anzusehen. Gelegentlich setzt die Aktivität bereits in größeren Distanzen ein. Beispielsweise war dies bei Komet Hale-Bopp der Fall, der bereits in rund 7.3 AE heliozentrischer Distanz mit einer Helligkeit von etwa 10.5^{m} entdeckt wurde.

oder Resonanzleuchten angeregt. Die Hauptbestandteile eines Kometen sind Wasser (H_2O) und Kohlendioxid (CO_2), daneben molekularer Kohlenstoff (C_2), Kohlenmonoxid (CO) und Cyan (CN).

Die Wassermoleküle und auch andere, vor allem komplexe Moleküle dissoziieren nach ihrer Freisetzung aufgrund der UV- Strahlung der Sonne in einfachere Strukturen (Radikale und Radikalionen). Im wesentlichen findet man $CN, C_2, C_3, CH, CO, NH, NH_2, OH, OH^+, CH^+$ in der Koma.

Im visuellen Bereich (VIS $\approx 380 - 750\,\text{nm}$) sind die Emissionsbanden des C_2 sehr intensiv. Sie werden nach ihrem Entdecker als Swan-Banden bezeichnet (Abb. 8.1). In nächster Sonnennähe findet man auch atomare Linien. Das Wassermolekül (H_2O) wird in einatomigen Wasserstoff (H) und ein Hydroxyl-Radikal (OH) aufgespalten. Dies führt zur Bildung einer Wasserstoffhalo um den Kometen, die sehr viel größer ist als die Koma selbst (Größenordnung 100 000 km) und einer etwas kleineren Hydroxylwolke. Beides kann im UV nachgewiesen werden.

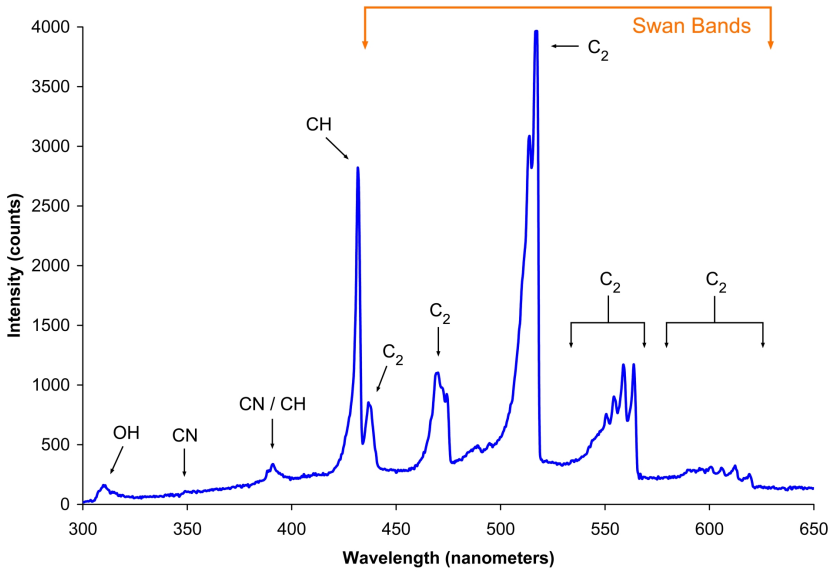


Abb. 8.1: C_2-Emissionsbanden (Swan-Banden) einer Butan-Taschenlampe. Quelle: Wikipedia.

Von der Sonne wird fortwährend ein Strom von geladenen Partikeln freigesetzt, die sich mit einer Geschwindigkeit von einigen hundert km/s durch den interplanetaren Raum bewegen. Treffen diese Partikel auf die geladenen Teilchen der Koma, werden letztere mitgerissen – es bildet sich der sog. Plasmaschweif (auch Typ I Schweif). Im Spektrum des Schweifes erscheinen Emissionsbanden von Molekülionen, insbesondere des Kohlenmonoxidions (CO^+). Es ist für die bläuliche Farbe des Schweifes auf Bildern verantwortlich. Daneben findet man auch Banden von $CO_2^+, CH^+, CN^+, C^+, N_2^+, H_2O^+$.

Der Strahlungsdruck (jedes Photon hat einen Impuls) des Sonnenlichtes bewirkt, dass auch die Staubteilchen weggetrieben werden und sich dadurch ein Staubschweif (Typ II Schweif) bildet. Dieser reflektiert das Sonnenlicht und emittiert daher ein kontinuierliches Sonnenspektrum (ein heller Staubschweif erscheint dem Auge somit gelblich).

8.3 Spektrographen

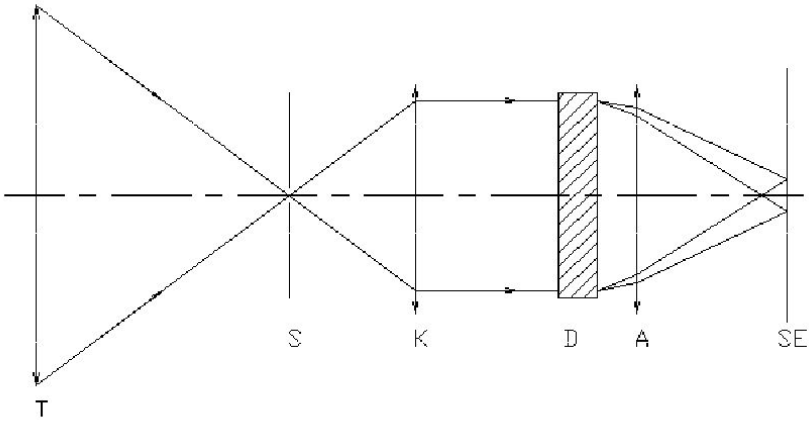


Abb. 8.2: Funktionsweise eines Spalt-Spektrographen. Teleskop T, Spaltblende S, Kollimator K, Dispersionselement D, Abbildungsoptik A, Strahlungsempfänger SE.

Abbildung 8.2 zeigt Funktionsprinzip eines Spektrographen. Das Teleskop (Öffnung D, Brennweite f_T) dient als Objektiv und bildet das Objekt auf die sich im Brennpunkt befindende

Spaltblende ab. Der Spalt ist senkrecht zur Dispersionsrichtung orientiert. Der anschließende Kollimator (Linsendurchmesser d, Brennweite f_K) richtet das divergente Strahlenbündel parallel, das dann auf das Dispersionselement trifft und dort in Abhängigkeit seiner Wellenlänge separiert wird. Das austretende Licht wird über eine Abbildungsoptik (z.B. ein gewöhnliches Kameraobjektiv) auf einem lichtempfindlichen Detektor (Film, CCD, Video) abgebildet[3]. Man unterscheidet zwischen Spektrographen die mit Prismen arbeiten und solchen, die ein Gitter als dispergierendes Element verwenden. Beim Prisma führt der wellenlängenabhängige Brechungsindex zur Dispersion des einfallenden Lichtes. Diese ist im blauen größer als im roten Bereich (bei normaler Dispersion), d.h. das Spektrum ist im blauen Bereich stärker auseinandergezogen als im roten. Demzufolge ist das Ausflösungsvermögen des Spektrographen ebenfalls wellenlängenabhängig. Bei einem Gitter wird das Licht durch Beugung und Interferenz separiert. Es gibt Durchlass- und Reflexionsgitter; an der prinzipiellen Beschreibung ändert dies nichts, nur am praktischen Aufbau. Dieser kann erheblich vom hier gezeigten Schema abweichen. Bei der Verwendung eines Reflexionsgitters wäre die typische Anordnung jene nach Littrow oder Ebert.

In der Praxis sind Prismenspektrographen lichtstärker als Gitterspektrographen, haben andererseits den Nachteil der nichtlinearen Dispersion. Da es sich bei den Kometen meist um vergleichsweise lichtschwache und diffuse Objekte handelt (sieht man einmal von sehr hellen, aber auch seltenen Erscheinungen ab), darüberhinaus durch Verwendung eines Spaltes noch weniger Licht zur Verfügung steht, müssen Vor- und Nachteile des Prismas und des Gitters in Bezug auf die Zielsetzung und die vorgegebenen Randbedingungen (Objektauswahl, Teleskopöffnung, Quanteneffizienz der Digitalkamera etc.) abgewägt werden. Die Beugungseffizienz geritzter Gitter beträgt ca. 60-80% auf der Blazewellenlänge, bei einem Prisma tritt kaum Lichtverlust auf. Anderseits ist mit einem einzelnen Prisma nur eine recht niedrige spektrale Auflösung zu erreichen. Diese ließe sich dadurch vergrössern, dass mehrere Prismen hintereinander angeordnet werden, wodurch die Konstruktion aber grösser, schwerer und auch lichtschwächer wird. In den vergangen Jahren haben sich in der Amateurszene i.w. (Selbstbau-)Spektrographen etabliert, die wegen der höheren erreichbaren Auflösung ein Blaze- oder sogar Échelle-Gitter einsetzen (siehe auch Abschnitt 8.6).

Im folgenden werden wir jedoch unsere Betrachtung auf einen niedrigauflösenden Prismen-Spektrographentyp beschränken, der für den Einsatz in der Amateur-Kometenspektroskopie

[3] Von einem Spektroskop spricht man wenn anstatt einer Kamera das menschliche Auge das Spektrum betrachtet.

vorgeschlagen wird, weil er trotz aller genannten Nachteile bei der Verwendung eines Prismas vor allem vergleichsweise lichtstark ist.

Bei der Sternspektroskopie kann der Spalt entfallen, da das nur Bogensekunden große Sternbild (genauer: das Seeingscheibchen) gewissermaßen einen natürlichen Spalt darstellt und zur Abbildung von Spektrallinien führt. Folglich ist die Breite der Linien aber auch seeingabhängig und damit wird der spektralen Auflösung schon hier eine praktische Grenze gesetzt. Beobachtet man ein flächenhaftes Objekt (Komet, Gasnebel, etc.) ohne Spalt, erhält man eine Reihe von monochromatischen Bildern des Objektes (Abb. 8.3). Auch die wichtigsten Emissions-Banden (allen voran die ausgeprägten Swan-Banden des C_2) eines Kometen lassen sich so identifizieren (Abb. 8.4).

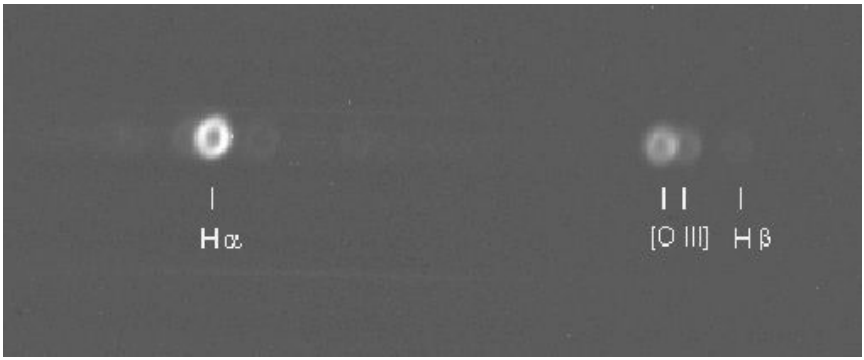


Abb. 8.3: CCD-Spektrum des planetarischen Nebels M57, mit dem in Abb. 8.8 dargestellten Spektrographen, bei voll geöffnetem Spalt aufgenommen. Man erkennt mehrere monochromatische Bilder, insbesondere von Hα (656.3 nm), [O III] (500.7 nm und 495.9 nm) und Hβ (486.1 nm). Gerät: 300 mm f/4.8 Newton, 15 min mit LcCCD11n (KAF-0400, 2×2-Binning) belichtet. Datum: 19.09.1996, ab 22:53:35 UT. Aufnahme: M.Jung & M.Kretlow (Siegen).

Je nach spektraler Auflösung und dem Abstand der einzelnen Emissionen kommt es aber zur Überlappung der monochromatischen Bilder. Neben dem Informationsverlust (schwache Emissionen werden gar nicht mehr registriert) ist eine Auswertung kaum möglich. Setzt man einen Spalt ein, dann dient das Bild des Objektes lediglich dazu, den Spalt zu beleuchten. Dieses Spaltbild wird spektral zerlegt und man erhält nun ein Spektrum, in dem sich die Linien (im Rahmen der spektralen Auflösung) nicht mehr überlappen. Außerdem kann der Spalt auf verschiedene Bereiche eines ausgedehnten Objektes (Koma, Schweif) positioniert werden, um diese räumlich getrennten Bereiche gezielt zu untersuchen.

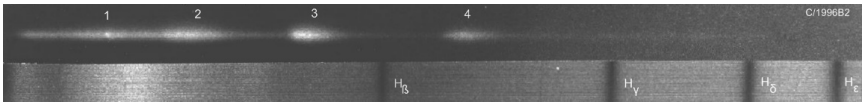


Abb. 8.4: Photographisches Spektrum des Kometen C/1996 B2 (Hyakutake). Die Aufnahme wurde mit einem Objektivprisma (also spaltlos) gewonnen. Von links nach rechts erkennt man (in Klammern steht der nach Wellenlänge und Itensität aus Brown *et al.* (1996) wahrscheinlichste Wert für λ in nm): 1.) H_2O^+ (584.1) o. C_2 (583.9), 2.) C_2 (549.7), 3.) C_2 (510.1), 4.) C_2 (465.6). Darunter befindet sich ein Eichspektrum von α Lyr, das für die Wellenlängenkalibrierung (Polynom 3.Grades) benutzt wurde. Instrument: Zeiss-Meniscas 180 mm f/10, Objektivprisma BK2 mit 45° brechendem Winkel und 110 mm Kantenlänge. Am 15.04.1996 auf Kodak T-Max 3200 10 min belichtet. Photo: B.Hanisch (Frankfurt/Oder).

8.3.1 Bau eines Spaltspektrographen

In den letzten Jahren sind zwar einige wenige Fertiggeräte für die Amateurspektroskopie erhältlich geworden (kommerziell oder als Kleinserie von anderen Amateuren/Vereinen gebaut), aber in den meisten Fällen ist der Selbstbau eines Spektrographen immer noch der beste Weg, um mit moderaten finanziellen Mitteln ein Gerät zu erhalten, das den Beobachtungsbedingungen und der Zielsetzung am ehsten gerecht wird. Das trifft im besonderen Maße für eine Anordnung mit Spalt zu. In der Amateurspektroskopie trifft man daher hauptsächlich auf Selbstbauprojekte. Natürlich kommt auch das Interesse am Bau und der Vorteil des besseren Verständnisses eines solchen Gerätes hinzu.

Damit der Spektrograph die Lichtstärke des Teleskopes voll ausnutzen kann, muß er dasselbe Öffnungsverhältnis haben. Das Prisma soll vollständig ausgeleuchtet werden, das bedeutet der Durchmesser d der Kollimatorlinse muß mindestens so groß sein wie die Öffnung (sichtbare Querschnittsfläche) des Dispersionsprismas. Diese Forderung kann man in folgender Gleichung formulieren:

$$\frac{D}{d} = \frac{f_T}{f_K} \tag{8.1}$$

Bei gegebener Teleskopbrennweite f_T ist damit auch die Kollimatorbrennweite f_K festgelegt. In der Praxis ist diese Bedingung meist nur annähernd zu erfüllen, weil man mit den erhältlichen Prismenabmessungen und Kollimatorlinsen arbeiten muß.

Den Ablenkwinkel eines durch das Prisma laufenden (monochromatischen) Lichtstrahls in Abhängigkeit von der Wellenlänge bezeichnet man als Winkeldispersion. Prismenhersteller

geben in ihren Unterlagen meist die partielle Winkeldispersion

$$\delta_{\mathrm{p}} = \varepsilon'_{F'} - \varepsilon'_{C'} \tag{8.2}$$

in Grad an. Das ist die Differenz der Ablenkwinkel der Fraunhoferschen F′- Linie (486.1 nm = Hβ) und C′-Linie (656.3 nm = Hα). Beispielsweise beträgt sie bei handelsüblichen Geradsichtprismen nach Amici etwa $4-6^{\circ}$. Mit dieser Angabe läßt sich dann die lineare Spektrumslänge y' zwischen diesen beiden Linien berechnen:

$$y' = f' \cdot \tan(\delta_{\mathrm{p}}) \tag{8.3}$$

Dabei ist f' die Brennweite der Abbildungsoptik (Kameraobjektiv). Das Gesamtspektrum ist für einen detektierbaren Wellenlängenbereich von etwa 500–900 nm dann rund $2-2,5\times$ so groß. An dieser Stelle wird man die Grösse des Aufnahmesensors berücksichtigen wollen. Die gesamte Handhabung, aber vor allem die Kalibrierungs- und Auswerteschritte werden deutlich einfacher und bequemer, wenn das Spektrum vollständig auf dem Sensor abgebildet werden kann (und nicht nur Teile davon). Im allgemeinen liegt die Kamerabrennweite in der Größenordnung der Kollimatorbrennweite (d.h. der Spektrograph bildet im Maßstab 1:1 ab) oder etwas darunter.

In der Literatur (z.B. Häfner 1989, Kitchin 1984) findet man genauere Formeln und detailliertere Schritte für die Konzeption eines Spektrographen. Zieht man diese Werke zu Rate, sollte dabei berücksichtigt werden, dass sich diese oftmals an der Sternspektroskopie orientieren. Dabei kommen andere Überlegungen zum Tragen: Für die optimale Nutzung des Objektlichtes sollte die Spaltgröße am Himmel in der Größenordnung des Seeingscheibchens des Sterns liegen. Das entsprechende Spaltbild in der Fokalebene der Abbildungsoptik sollte wiederum von der Größenordnung der Ortsauflösung des Detektors sein. Aus diesen Bedingungen erhält man die Brennweite der Abbildungsoptik.

Abbildung 8.5 zeigt die Konstruktionsskizze eines vom Autor eingesetzten Prismenspektrographen, dessen Komponenten nachfolgend näher beschrieben.

Das Betrachtungsokular: Hinter dem Spalt sollte mit Hilfe eines Klappspiegels oder eines einschwenkbaren Prismas eine Möglichkeit vorgesehen werden, das Spaltbild mit einem Okular betrachten zu können. Nur so wird man das Objekt finden und sicher im Spalt zentrieren können. Sieht man mittels eines teildurchlässigen Spiegels o.ä. eine permanente Ausblendung

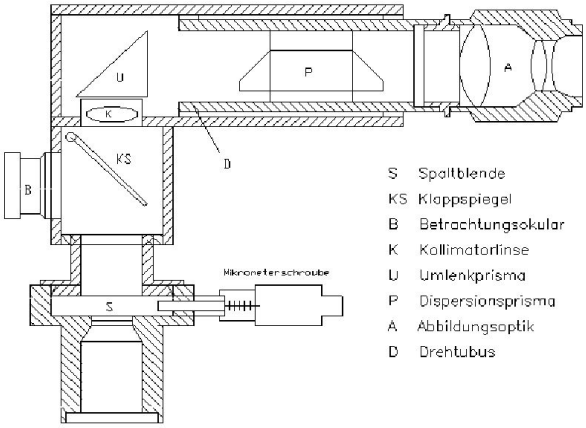


Abb. 8.5: Aufbau eines selbstgebauten Spaltspektrographen mit Geradsichtprisma als Dispersionselement. Die abgewinkelte Anordnung ergibt sich aus Stabilitätsgründen am Okularauszug, sie ist aber nicht zwingend. Skizze und Konstruktion: K.-H.Uhlmann (Lampertheim), M.Jung & M.Kretlow (Siegen).

des Spaltbildes vor, kann darüber während der Belichtungszeit nachgeführt werden. Allerdings bedeutet dies wiederum Lichtverlust, den es ja zu vermeiden gilt. Das klassische Spaltteleskop ”beobachtet” hingegen den – möglichst hochreflektierenden – Spalt, der durch das Objektlicht ausgeleuchtet wird. Diese Lösung ist technisch aufwendiger. Hat man ein Leitrohr zur Verfügung, ist es am einfachsten, damit nachzuführen und nur ein gewöhnliches Betrachtungsokular mit Klappspiegel vorzusehen.

Der Spalt: Man kann mit einem festem oder veränderlichem Spalt arbeiten. Ein fester Spalt läßt sich einfacher bauen, da es keine beweglichen Teile gibt. Eine ”optimale” Spaltgröße lässt sich zwar ausrechnen (Häfner 1989, Saint-Pé 1994), in der Praxis wird man mit diesem Wert aber nicht immer die besten Resultate erhalten, insbesondere weil das Seeing in unseren Breiten nicht sehr konstant ist. Selbst wenn man sich beim Bau für einen festen Spalt entscheidet, ist es anzuraten, dies in der Form von auswechselbaren Spaltblenden (mit unterschiedlichen, festen Spaltbreiten) zu tun.

Eine interessante Variante eines festen Spaltes beschreiben Gebhardt & Helms (1976): Sie ließen ein Mikroskopglasplättchen, auf dem ein dünner Draht fixiert war, mit Aluminium bedampfen. Dieser schräg in den Strahlengang eingebaute Spalt ermöglichte die Verwendung eines Spalttele-

skopes. Das reflektierte Spaltbild konnte zur Positionierung und auch während der Aufnahme zur Nachführung über das Betrachtungsokular beobachtet werden.

Ein fest eingebauter, aber variabler Spalt bietet den Vorteil, vor Ort den besten Kompromiß zwischen vorhandenem Licht und angestrebter Auflösung experimentell ermitteln und den Spalt bei der Einstellung des Objektes voll öffnen zu können. Als "Spaltbacken" haben sich Rasierklingen recht gut bewährt; kommerzielle Präzisionsspalte (mit geschliffenen Spaltbacken) sind relativ teuer.

Für einen variablen Spalt muß eine bewegliche Vorrichtung für die Aufnahme der Rasierklingen (als eigentliche Spaltbacken) geschaffen werden, welche eine feinfühlige Schließung bis hinab auf einige Zehntel oder Hundertstel Millimeter erlaubt (abhängig von der Teleskopbrennweite). Dazu kann eine gewöhnliche Mikrometerschrauben verwendet werden. Abbildung 8.6 zeigt einige Bauvorschläge.

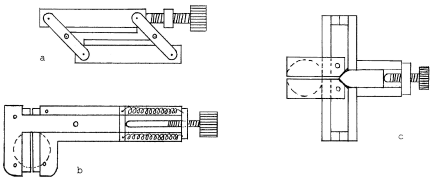


Abb. 8.6: Varianten eines beweglichen Rasierklingenspaltes. Nicht überall sind Federn eingezeichnet, welche die beweglichen Teile zusammenziehen. Varianten a) und b) öffnen unsymmetrisch, Variante c) öffnet symmetrisch. Zeichnung: K.-H.Uhlmann (Lampertheim).

Der Kollimator: Der Kollimator hat die Aufgabe, das vom Spalt kommende, divergente Strahlenbündel parallel zu richten, welches dann in das Prisma eintritt. Durchmesser und Brennweite sind durch die Konzeption festgelegt (Glg. 8.1). Farbfehler sind hier natürlich unerwünscht, es sollte daher ein Achromat verwendet werden, den man von optischen Firmen oder auf Astro-Messen beziehen kann. Ein ausgedientes Feldstecherobjektiv bietet sich als preisgünstige Alternative an.

Das Dispersionsprisma: Das Prisma wird vermutlich die teuerste Komponente des Spektrographen darstellen. 60°-Prismen aus Schwerflint SF10 haben eine partielle Winkeldispersion von etwa 3°. Höhere Werte werden erreicht, indem mehrere gewöhnliche Prismen (drei oder fünf) mit entgegengesetzter Orientierung und unterschiedlichem Brechungsindex miteinander verkittet werden. Das ist beim Geradsichtprisma nach Amici der Fall (Abb. 8.7). Es kann bei

optischen Firmen (z.B. für Lehrmaterial an Schulen und Universitäten) und gelegentlich bei Astro-Messen oder auch Online-Auktionen bezogen werden.

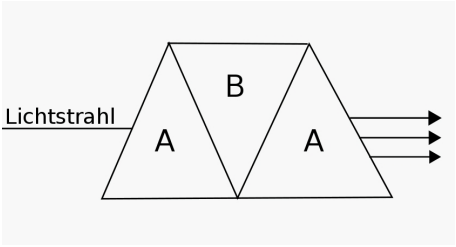


Abb. 8.7: Dreiteiliges Geradsichtprisma nach Amici. A=Kronglas, B=Flintglas. Quelle: Wikipedia (Urheber Patrick Klitzke).

In dem hier beschriebenen Selbstbauspektrographen (Abb. 8.5 und 8.8) wurde ein solches dreiteiliges Amici-Prisma mit einer partiellen Winkeldispersion $\varepsilon'_{F'} - \varepsilon'_{C'} = 4°35'$ verbaut[4].

Die Abbildungsoptik: Hier kann ein gewöhnliches (D)SLR-Kamera-Objektiv verwendet werden. Zoomobjektive haben zwar den Vorteil, dass man die Spektrumslänge leicht verändern könnte, da sie aber mehr Linsengruppen aufweisen als Objektive mit fester Brennweite (und dazu noch schwerer sind), sollte man zur Vermeidung weiterer Lichtverluste darauf verzichten. Vorteilhafter ist es, dass Kameraobjektiv nicht fest an oder in den Spektrographen zu bauen, so dass es gegen andere Objektive mit fester Brennweite ausgetauscht werden kann.

Der Detektor: Für die Aufnahme des Spektrums kam früher der photographische Film zum Einsatz. Heute wird es eine Digitalkamera (DSLR, Astro-CCD) oder ggf. eine hochempfindliche Videokamera sein. Die Bandbreite erhältlicher und verbreiteter Kameras ist inzwischen so gross, dass hier nicht weiter darauf eingegangen oder gar eine Empfehlung gegeben wird.

Gehäuse und Aufbau: Die gesamte Anordnung muß stabil und lichtdicht in ein Gehäuse eingebaut werden. Dabei sollte man berücksichtigen, dass alle Komponenten justiert werden

[4] Bezogen von der Firma Spindler & Hoyer, heute Linos Photonics.

müssen. Je nach optischen Parametern kann der Spektrograph für eine lineare Anordnung zu lang werden. Der Okularauszug der meisten Amateurteleskope wäre überlastet. Die in Abb. 8.5 gezeigte abgewinkelte Anordnung bietet den Vorteil, dass man an einem der gängigen Schmidt-Cassegrain-Teleskope den Spektrograph "stehend" montieren und mit einer oben am Teleskoptubus angebrachten Schiene zusätzlich befestigen kann, so dass der Okularauszug entlastet wird. Da die meisten Teleskope dieser Bauart eine Hauptspiegelfokussierung besitzen, kann diese Befestigung starr geschehen. Bei einem Newton-Teleskop kann der Spektrograph "huckepack" montiert werden – bei einer Okularschlittenfokussierung (wie in Abb. 8.8 zu sehen) wiederum starr. Ist ein drehbarer Spalt vorgesehen (um ihn z.B. senkrecht zur Schweifrichtung einzustellen), muß das Prisma (oder besser noch die gesamte Einheit Prisma-Abbildungsoptik-Kamera) gedreht werden können, damit die Dispersionsrichtung immer senkrecht zum Spalt steht.

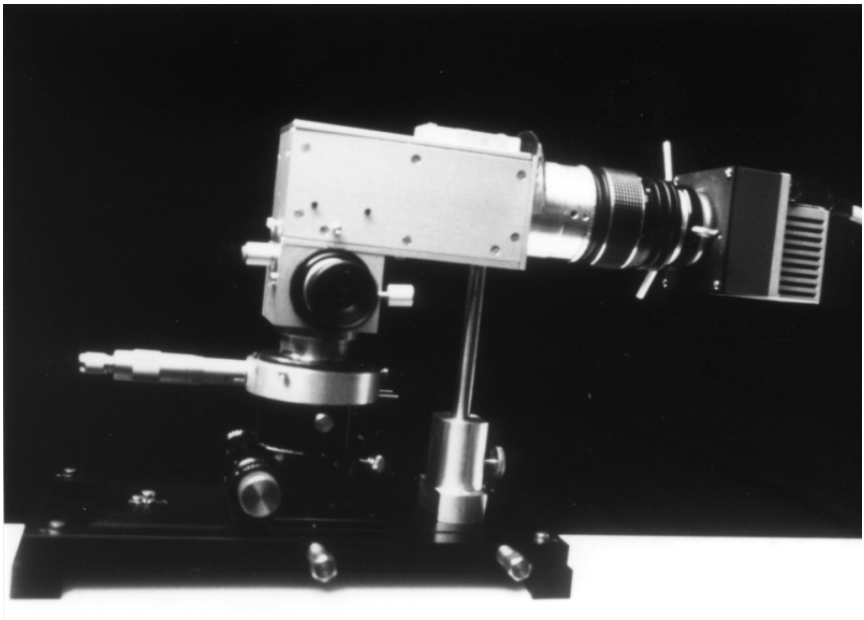


Abb. 8.8: Ansicht des im Text beschriebenen Spaltspektrographen, "huckepack" montiert auf einem 300 mm f/4.8 Newton der Sternwarte an der Universität-Gesamthochschule Siegen. Man erkennt unten den Okularschlitten, auf dem sich z.Zt. noch ein Feintriebokularauszug befindet. Aufgesetzt ist der Spektrograph. Nach links ragt die Mikrometerschraube für den verstell- und drehbaren Spalt heraus. Rechts erkennt man die angesetzte CCD-Kamera vom Typ LcCCD11n (Fa. OES).

Anmerkung

Das hier beschriebene Gerät stellt nur eine mögliche Variante dar. Sie kann – mit dem Teleskop angepaßten Werten natürlich – nachgebaut und modifiziert werden. Je nach technischen und finanziellen Möglichkeiten bieten sich aber auch andere Wege an.

Man wird nicht umhin kommen, eigene praktische Erfahrungen mit "seinem" ersten Gerät zu sammeln und diese u.U. in die Modifikation des Instrumentariums einfließen zu lassen. Hier bewegt sich der Amateur mit Sicherheit noch auf "Experimentalgebiet" – aber das macht die Angelegenheit auch zu einer spannenden Herausforderung.

8.4 Die spektroskopische Beobachtung eines Kometen

Zu Beginn bietet es sich an, das gesamte Instrumentarium an einem einfachen Objekt zu testen und sich mit der praktischen Durchführung und anschließenden Auswertung vertraut zu machen. Viele Parameter wie Spaltgröße, Belichtungszeiten etc. können hier in Abhängigkeit von Teleskop, Detektoreigenschaften und lokalen Himmelsbedingungen experimentell ermittelt werden. Der Orionnebel (M42) eignet sich sehr gut zu diesem Zweck. Er ist aufgrund seiner Ausdehnung und Helligkeit leicht zu finden und bietet eine Fülle von Emissionslinien. Tabelle 41 aus Roth (1989) kann zur Identifizierung der Linien herangezogen werden. Weitere Erfahrungen (insbesondere über die erreichbare Grenzgröße) können an planetarischen Nebeln gewonnen werden. Tabelle 8.1 nennt die markantesten Linien, die man bei Emissionsnebeln findet, ebenso die wichtigsten Linien von Neon- und Quecksilberdampflampen (Himmelshintergrund und/oder für Eichspektren) und schließlich die Absorptionslinien des atmosphärischen Sauerstoffes, die man in kontinuierlichen Stern- oder Sonnenspektren findet. Natürlich bietet sich auch die Aufnahme eines Sonnenspektrums an (**nicht** die Sonne selbst aufnehmen, sondern nur den Taghimmel!). Man wird zahlreiche Fraunhofer-Linien finden.

Mit dem hier beschriebenen Instrumentarium und einem Teleskop von $20-30\,\mathrm{cm}$ Öffnung ist man in der Lage, Kometen heller als etwa 6^{m}–8^{m} unter urbanen Bedingungen zu spektroskopieren. In durchschnittlich guten Jahren findet man eine Kometenerscheinung in diesem Helligkeitsbereich.

Tab. 8.1: Auswahl der wichtigsten Emissionslinien der Wasserstoff-Balmer-Serie, des Neons und Quecksilbers (Lampen), sowie einige andere, wichtige Linien. Quellen: Roth (1989) und Saint-Pé (1994).

Element	λ [nm]	Element	λ [nm]	Element	λ [nm]
Hα	656.3	Na I (D1)	589.0	Quecksilber	404.7
Hβ	486.1	Na I (D2)	589.6	(Hg)	407.8
Hγ	434.0	Neon (Ne)	614.3		435.8
Hδ	410.2		633.4		502.5
[Ne III]	386.9		638.3		546.1
[He II]	468.6		640.2		577.0
[N II]	658.4		650.6		579.0
[O III]	495.9	O_2 (Atm.)	627.9		615.2
[O III]	500.7	O_2 (Atm.)	684.7–694.4		623.4

Bevor man den Kometen aufsucht, sollten an einer künstlichen Beleuchtung (weit entfernte Straßenlaterne etc.) oder an einem hellen Stern alle Einstellungen (Fokussierung usw.) vorgenommen werden. Sind Spalt/Prisma drehbar angeordnet, wird das Prisma so gedreht, dass die Dispersionsrichtung senkrecht zum Spalt steht. Die CCD-Kamera wiederum ist so zu orientieren, dass das Spektrum parallel zu den Pixelzeilen ausgerichtet ist. Das erleichtert die anschließende Auswertung, da die meisten Programme nur einen Zeilen- oder Spaltenscan erlauben, aber nicht in diagonaler Richtung.

Am besten probiert man mehrere Möglichkeiten durch, um die für sich günstigste auszuwählen. Beispielsweise zeigen die meisten Straßenlaternen die in Tab. 8.1 angegebenen Quecksilberlinien, mit der CCD-Kamera wird man die violetten Linien vermutlich kaum noch registrieren können. Auch Neon- bzw. Leuchtstoffröhren zeigen ein linienreiches Spektrum. Bei Sternen bieten sich vor allem jene der A-Spektralklasse an, da sie die gesamte Balmer-Serie in ihrem Spektrum aufweisen (z.B. α Lyr). Der bereits erwähnte Orionnebel liefert auch noch Linien bis ans rote Ende der CCD-Kamera (z.B. liegen [S III]-Emissionen bei 906.9 nm und 953.2 nm). Abbildung 8.9 zeigt ein Spektrum von M42.

Beim Aufsuchen eines Kometen empfiehlt es sich, dies bei voll geöffnetem Spalt zu tun, damit das (ohnehin lichtschwache) Bild besser im Betrachtungsokular erkannt werden kann. Nachdem auf die Koma zentriert wurde, kann eine erste Probeaufnahme angefertigt werden. Anschliessend kann der Spalt auf die gewünschte Größe geschlossen werden, um das Spektrum aufzunehmen. Es ist zu beachten, dass mit abnehmender Spaltgröße die erforderlichen Belichtungszeiten

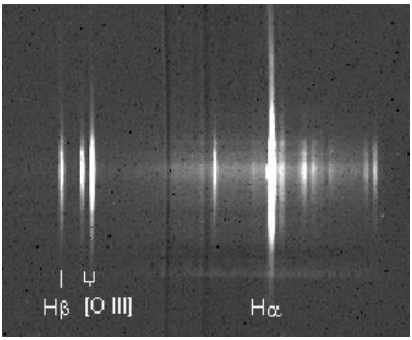


Abb. 8.9: CCD-Spektrum des Orionnebels (M42), aufgenommen am 14.10.1996, 3:23–3:33 UT mit 300 mm f/4.8 Newton und LcCCD11n (KAF-0400 im 2×2-Binning-Mode). Die Spaltweite am Himmel betrug $22''$. Aufnahme: M.Jung & M.Kretlow (Siegen).

sehr stark anwachsen! Gegenüber einer spaltlosen Anordnung steht nur sehr wenig Licht zur Verfügung. Während der Belichtung ist natürlich auf das Objekt nachzuführen (nicht vergessen, den Spiegel für das Betrachtungsokular vorher wieder umzuklappen!). Wer nicht mit einem Spaltteleskop arbeitet, benötigt ein Leitrohr oder er benutzt einen sog. Okular-Tango. Die Verwendung eines Leitrohres bietet auch noch die Möglichkeit der automatischen Nachführung (auto tracking) mit einer zweiten CCD- oder Web-Kamera. Abbildung 8.10 zeigt ein so gewonnenes Rohbild. Hat der Komet einen ausreichend hellen Schweif, kann man auch davon ein Spektrum aufnehmen. Im Falle eines sichtbaren Schweifes ist es bei der Aufnahme der Koma sinnvoll, den Spalt senkrecht zur Schweifrichtung zu stellen, damit (je nach scheinbarer Spalt- und Komagröße am Himmel) keine Überlappung dieser Spektren stattfindet (gelegentlich wird aber auch genau das gewünscht).

In oberen Abb. 8.10 erkennt man neben dem Kometenspektrum auch weitere hellere Linien, die sich über die gesamte Spalthöhe erstrecken. Da die Aufnahme unter Stadtbedingungen gewonnen wurde, handelt es sich hier um Quecksilberlinien der Stadtbeleuchtung, die man im Himmelshintergrund findet. Da sie in der Auswertung stören, ist es angebracht, sie im Computer später abzuziehen. Dazu wird eine zweite Aufnahme mit denselben Parametern belichtet (Belichtungszeit; der Himmelshintergrund sollte sich nicht geändert haben wegen einsetzender Dämmerung usw.), positioniert aber neben den Kometen, also nur auf den Himmel. Im Betrachtungsokular sollte man sich vergewissern, dass nicht zufällig auf einen (ausreichend hellen) Stern geschwenkt wurde, dessen Spektrum man dann aufnehmen würde.

Es bleibt anzumerken, dass man sich neben den üblichen Aufnahmedaten (die meistens ja auch automatisch im Bildheader eingetragen werden) solche Daten wie Spaltgröße, aufgenommenes

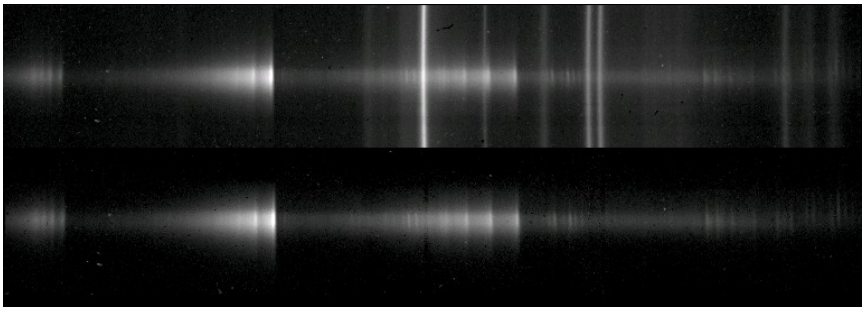


Abb. 8.10: CCD-Spektrum des Kometen C/2002 C1 (Ikeya-Zhang) . **Bild oben:** CCD-Rohaufnahme. Die hellen Linien über die gesamte Bildhöhe sind die Hintergrundlinien, verursacht durch die Stadtbeleuchtung. **Bild unten:** Nach Abzug des spektralen Hintergrundbildes. Der hier verwendete Spektrograph ist in Abb. 8.12 dargestellt. Aufnahme am 22.04.2002 um 00:33:01 UT. 20 min Integrationszeit. Newton 300/1440mm, Audine (KAF-1602E, 2x2 binning). Sternwarte Siegen. Beobachter: M. Kretlow und M. Jung.

Gebiet (Koma, Schweif) und sonstige Bemerkungen notieren sollte. Da Spektren – gerade für den Einsteiger – anfangs recht verwirrend aussehen können (und die Identifikation mit Literaturwerten teilweise recht schwierig ist), ist anzuraten, die Kamera immer so auszurichten, dass sich z.B. links im Bild das blaue Ende befindet.

8.5 Auswertung der Spektren

Nachdem erfolgreich ein Roh-Spektrum aufgenommen wurde, muß es ausgewertet werden. Dieser Prozeß besteht i.w. aus folgenden Arbeitsschritten:

1. Bildverarbeitung: Die üblichen CCD-Verarbeitungsschritte sind durchzuführen (Dunkelbild, Flatfield, Bias). Schließlich ist noch das Hintergrundbild vom Spektrum abzuziehen.

2. Wellenlängenkalibrierung: Die Dispersionskurve des Prismas (oder Gitters) muß mit Hilfe eines Eichspektrums ermittelt werden. Man erhält schließlich eine Zuordnung Pixel-Koordinate $\leftrightarrow$ Wellenlänge.

3. Die Linien (Banden) im Kometenspektrum werden ausgemessen und es wird ihre Wellenlänge bestimmt. Anschließend können sie mit Hilfe von Literaturwerten identifiziert werden.

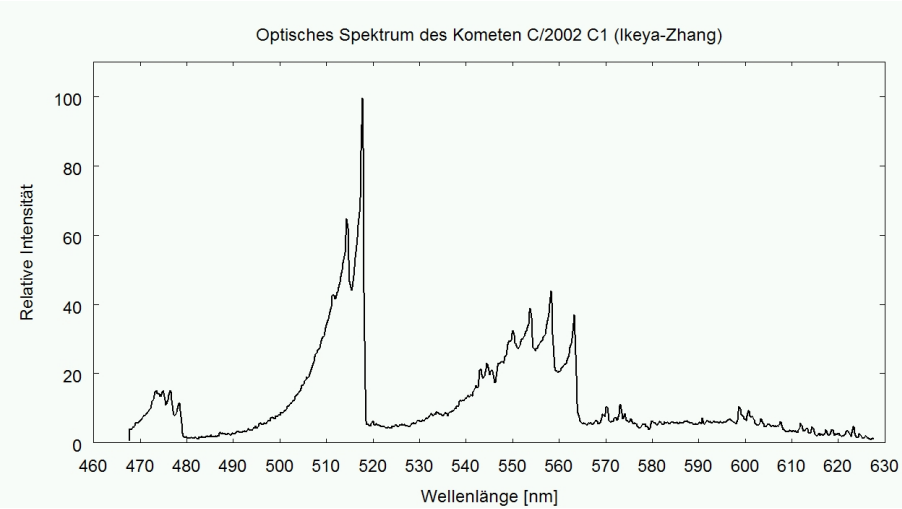


Abb. 8.11: Längenwellenkalibriertes Spektrum des in Abb. 8.10 gezeigten CCD-Spektrums mit auspegrägten Swan-Banden (vgl. Abb. 8.1). Aufnahmedaten: siehe Bildunterschrift Abb. 8.10.

Auf eine Strahlungsfluß-Kalibrierung (mit einem Vergleichstandardstern) wird hier nicht eingegangen. Das Spektrum ist mit der spektralen Empfindlichkeitskurve des gesamten Instrumentes gefaltet.

8.5.1 Software zur Bildverarbeitung und Spektren-Reduktion

Es gibt inzwischen zahlreiche (astronomische) Bildverarbeitungsprogramme, sowohl kommerziell als auch kostenlos. Manche dieser Programme sind inzwischen nicht auf ein einziges Betriebssystem beschränkt, sondern wurden auf zwei oder sogar drei der verbreiteten Plattformen Windows, Linux und Mac OS portiert. Darüberhinaus ist die Virtualisierung von Computern auch auf dem Heim-PC heute nichts ungewöhnliches mehr und auch hier kann man auf kostenlose Virtualisierungs-Software (z.B. VirtualBox, VMware Server) zurückgreifen. Ist ein bestimmtes Programm z.B. nur für Linux verfügbar, man selbst arbeitet aber gewöhnlich nur unter Windows, so richtet man sich einen virtuellen Linux-Computer ein, auf dem man die betreffende Software dann laufen lässt. Im wesentlichen sind der Einrichtung einer beliebig

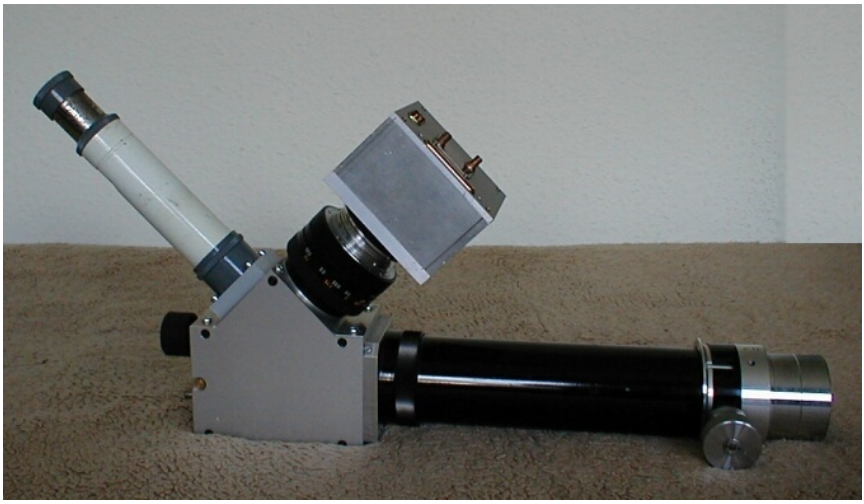


Abb. 8.12: Gitterspektrograph YASSP3 (Yet Another Simple Spectograph). Verbaut ist ein Gitter mit 1200 Furchen/mm, welches auf $\lambda = 500\,\text{nm}$ geblazed ist und dort ca. 70% Beugungseffizienz hat. Die angesetzte Kamera ist vom Typ Audine mit einem KAF-1602E CCD. Bau und Foto: M. Jung (Siegen).

komfortablen und umfangreichen Arbeitsumgebung nur noch Grenzen durch die eigenen IT-Kenntnisse gesetzt.

Sehen wir einmal von den gängigen Bildverarbeitungsprogrammen aus dem Bereich CCD-Astronomie ab (AIP4WIN, AstroArt, Iris, MaximDL, MIRA etc.) sind speziell zur Auswertung von Spektren folgende kostenlose (!) Programme von Interesse:

IRAF : http://iraf.noao.edu/

Iris : http://www.astrosurf.com/buil/us/iris/iris.htm

MIDAS : http://www.eso.org/sci/data-processing/software/esomidas/

Visual Spec: http://www.astrosurf.com/vdesnoux/

IRAF (NOAO) und **MIDAS** (ESO) sind *die* beiden grossen Pakete aus der professionellen Astronomie, deren beider Anfänge inzwischen schon Jahrzehnte zurück reicht. Sie standen früher nur auf grossen (grafischen) Workstations in astronomischen Instituten zur Verfügung. IRAF ist im englischsprachigen Raum stärker verbreitet als das (von der Benutzerführung natürlich

auch englischsprachige) MIDAS, dass seine Wurzeln bei der ESO in München hat. Seit vielen Jahren sind beide frei über das Internet erhältlich und damit hat sich auch der Anwenderkreis vergrössert und ist nicht mehr auf Fachastronomen beschränkt. Sowohl IRAF als auch MIDAS werden aktiv weiter entwickelt. Nativ laufen beide Systeme vor allem unter Unix (Linux), aber sie könne auch auf Mac OS X und auf Windows/Cygwin (www.cygwin.com) verwendet werden. Cygwin ist keine virtuelle Maschine sondern es stellt eine Linux-ähnliche Umgebung zur Verfügung, wodurch zahlreiche unixoide Programme dort lauffähig sind. Anstatt dessen kann der Windows-Nutzer aber auch eine virtuelle Linux-Maschine auf seinem PC aufsetzen und IRAF/MIDAS darin installieren. Beide Programme haben gegenüber anderen die mächtigste Funktionalität und das grösste Potential, aber man muss sich zwingend in beide Programme einarbeiten, und dies wird nicht ganz so intuitiv möglich sein wie bei einem Windows-Programm für den "Normalverbraucher". Vieles geschieht über die Kommandozeile und als ein von Wissenschaftlern für Wissenschaftlern geschriebenes Program hat man recht viele Informationen zu erfassen und zu verarbeiten. Neben der zugehörigen Dokumentation findet man im Internet zahlreiche Einführungen/Tutorials und auch Schritt-für-Schritt-Anleitungen ("Handzettel"), mit denen man dennoch sehr effektiv den Einstieg in den Umgang mit diesen Programmen erreicht. Sowohl IRAF als auch MIDAS verfügen schon sehr lange über eine interne Skript/Makro-Sprache, die aber beide proprietär sind[5]. Inzwischen bieten aber beide ein Interface (Binding) zu der inzwischen recht populären Skriptsprache Python an. Zusammen mit den tausenden anderen Paketen (aus allen denkbaren Bereichen, u.a. auch Visualisierung, Graphik, Wissenschaft/Technik etc.), die die Sprache bereit stellt, ist man in der Lage alle IRAF/MIDAS-Funktionen in eigene Skripte (bis hin zu kompletten, Python-basierten Bildverarbeitungsprogrammen) zu verwenden.

Iris von Christian Buil ist ein Windows-Programm und kann als Allrounder betrachtet werden – vergleichbar mit AstroArt, MaximDL etc.. Es bietet alle gängigen CCD-Bildverarbeitungsschritte und Bildoperationen. Es kommt ohne Installation aus (man muss nur die auf der Webseite angebotene ZIP-Datei entpacken und das Programm starten). Schaut man sich die Enwicklung von Iris über die Jahre an, so reflektiert es auch recht gut die (hinzugekommenen) Themen mit denen sich Buil im Laufe der Jahre beschäftigt hat. Da die Spektroskopie dazu gehört, findet man in Iris auch zahlreiche Funktionalitäten zur Spektren-Auswertung, vor allem speziell für den von Buil konzipierten Spektrographen (LHIRES III). Ein weiterer Schwerpunkt liegt bei Reduktion von Spektrenaufnahmeserien. Obwohl es sich hier um ein Windows-Programm handelt erfordern

[5] Und nach Ansicht des Autors nicht sehr elegant und zeitgemäss.

recht viele Schritte die manuelle Eingabe von Parametern und/oder die Angabe zusätzlicher Dateien.

Visual Spec von Válerie Desnoux ist ein Windows-Programm welches ausschliesslich der Auswertung von Spektren dient. Selbst das pre-processing der CCD-Aufnahmen (Dunkelbildabzug etc.) muss mit einem anderen Programm geschehen, z.B. mit Iris, auf das der Programm-Autor und Kollege von Buil auch verweist. Die Reduktion und Verabreitung der Spektren hingegen ist sehr bequem und intuitiv, man gelangt schnell zu Ergebnissen. Es lassen sich auch Referenzspektren einbeziehen und die Kalibrierung eines Spektrums wird durch eine umfangreiche Stern-Spektrenbibliothek sowie einem Linienkatalog aller wichtigen Elemente und Ionen erheblich erleichtert. Normierung auf das Kontinuum oder die Korrektur mit der Responsefunktion der Messapparatur sind ebenfalls leicht möglich. Das Programm macht insgesamt einen ”moderneren” Eindruck als Iris und entspricht in der Benutzerführung eher dem, was man heute von anderen Programmen gewöhnt ist.

Im folgenden werden die grundlegenden Arbeitschritte nur sehr allgemein beschrieben. Im Minimalfall können diese mit einer einfachen Software zur (astronomischen) Bildverarbeitung und einem geeigneten Mittel zur Anpassung von Messwertkurve (Excel, GNUplot, Mathematica, Maxima, eigenes Programm/Script usw.) durchgeführt werden. Hier wird der Leser selbst einen für sich günstigen Weg kennen oder sich erarbeiten müssen.

8.5.2 Bearbeitung der Rohbilder

Die CCD-Aufnahmen werden in der gewohnten Weise nachbearbeitet (siehe Kapitel 7). Ein Dunkelbild wird abgezogen (sowohl vom Spektrum als auch vom Hintergrundbild), zusätzlich sollte eine Flatfield- und ggf. auch Biaskorrektur durchgeführt werden. Die beiden letzten Schritte sind nicht so wichtig wie z.B. bei der CCD-Photometrie. Sie können – zumindest bei einer ersten Auswertung – auch entfallen.

Ist das Kometenspektrum von Hintergrundlinien überlagert (aufgehellter Himmel), wird noch das Hintergrundspektrum abgezogen. Dazu kann man sich beispielsweise den mittleren Pixelwert des Hintergrundes (oder der störenden Linien) auf der Kometenaufnahme verschaffen; meistens kann man mit dem Mauspfeil herumfahren und sich die Pixelwerte (x,y,Intensität I) anzeigen lassen. Genauso verfährt man beim Hintergrundbild selbst und ermittelt so einen Faktor k, mit

dem alle Pixel des Hintergrundbildes multipliziert werden müssen (damit die Hintergrundlinien verschwinden), bevor man es vom Kometenspektrum abzieht. Solche Operationen lassen sich mit Bildverarbeitungsprogrammen (z.B. Iris) leicht durchführen. Trotzdem erhält man nicht immer optimale Ergebnisse, da die Pixel-Intensitätswerte des Himmelshintergrundes in beiden Bildern (ortsabhängig) differieren können. Unter Umständen bleiben schwache Restlinien zurück oder man zieht zuviel ab und erhält "dunkle" Hintergrundlinien. Wesentlich zuverlässiger und auch bequemer können diese Arbeitsschritte mit darauf ausgerichtetn Programmen wie z.B. MIDAS ausgeführt werden.

8.5.3 Wellenlängenkalibrierung

Der CCD-Chip ist ein ortsauflösender Detektor. Wird die Dispersionsrichtung entlang der CCD-Zeilen gelegt (als Koordinate x bezeichnet), dann kann man zwar die x-Koordinate einzelner Linien bestimmen, es fehlt aber noch die Umrechnung in die zugehörige Wellenlänge λ. Dazu wird auf einem Eich-Spektrum (eines Sternes mit bekanntem Spektrum oder einer Eichlampe) eine Anzahl von Linien identifiziert, deren Wellenlänge bekannt ist (Literaturwerte). Mit Hilfe der x-Pixelwerte und der Wellenlängen λ dieser Linien kann nun ein funktioneller Zusammenhang $\lambda(x)$ bestimmt werden.

Im Falle der linearen Dispersion eines Gitters wird die gesuchte Funktion durch eine Geradengleichung $\lambda(x) = a \cdot x + b$ beschrieben. Für die Bestimmung der beiden Unbekannten a, b genügen die (x, λ)-Werte zweier bekannter Linien. Wenn möglich wird man aber mehr als zwei Linien zur Eichung heranziehen, um die gesuchten Parameter a, b mit größerer Sicherheit durch Anwendung eines Ausgleichsverfahrens bestimmen zu können. Viele (freie) Meßwertprogramme erlauben solche Berechnungen und deren graphische Darstellung.

Das Prisma hingegen weist eine nichtlineare Dispersion auf, für deren funktionale Darstellung ein Polynom n-ten Grades ($n \geq 2$) erforderlich ist. Die praktische Erfahrung zeigt, dass der Polynomgrad nicht über $n = 3$ oder $n = 4$ liegen sollte. Ein solcher "Datenfit" kann z.B. mit dem freien Programm GNUplot geschehen. Da ein Polynon $(n-1)$-ten Grades zwar exakt durch n Stützstellen läuft, aber ausserhalb dieser oftmals einen Verlauf zeigt, der von der physiklischen Gesetzmässigkeit unvorhersehbar (und erheblich) abweichen kann, hat sich in der Praxis die

Anwendung der Hartmann'schen Dispersionsformel bewährt:

$$x - x_0 = \frac{k}{(\lambda - \lambda_x)^\alpha} \tag{8.4}$$

mit den empirischen Konstanten $x_0, \lambda_0, k, \alpha$. In erster Näherung wird $\alpha = 1$ gesetzt. Für die Bestimmung der drei Hartmann-Konstanten x_0, λ_0, k (die keine physikalische Bedeutung haben) werden drei bekannte Linien auf dem Spektrum identifiziert (deren Wellenlänge als Literaturwert bekannt ist) und die entsprechenden x-Koordinatenwerte (Pixelposition) ermittelt. Die drei Konstanten können dann mittels folgender Formeln berechnet werden:

$$h = \frac{(x_1 - x_3) \cdot (\lambda_2 - \lambda_1)}{(x_1 - x_2) \cdot (\lambda_3 - \lambda_1)} \tag{8.5}$$

$$\lambda_x = \frac{h \cdot \lambda_3 - \lambda_2}{h - 1} \tag{8.6}$$

$$k = \frac{x_1 - x_3}{\frac{1}{\lambda_1 - \lambda_x} - \frac{1}{\lambda_3 - \lambda_x}} \tag{8.7}$$

$$x_0 = x_2 - \frac{k}{\lambda_2 - \lambda_x} \tag{8.8}$$

Sind diese Konstanten bestimmt, kann mit Glg. 8.9 die Wellenlänge einer beliebigen, ausgemessenen Linie (Koordinate x) berechnet werden:

$$\lambda(x) = \lambda_x + \frac{k}{x - x_0} \tag{8.9}$$

Nutzt man nicht eines der astronomischen Auswerteprogramme, dass über Funktionen zur Wellenlängenkalibrierung bei Prismenspektrographen verfügt, kann man die Formeln von Hartmann selbst in einem kleine Skript/Programm implementieren. Listing 8.1 zeigt ein solches Python Skript. Das Python Paket kann man sich von www.python.org oder als portable Version von www.portablepython.com herunterladen. Man kann es mit einer Datei als Parameter aufrufen, in dieser Textdatei müssen mindestens drei Zeilen mit den Wertepaaren (x-Koordinate, Wellenlänge) identifizierter Linien stehen. Ruft man das Skript ohne Parameter auf, so werden diese 6 Werte interaktiv abgefragt. Die Datei kann darüberhinaus dann noch beliebig viele x-Werte enthalten, deren Wellenlänge dann berechnet und ausgegeben wird. In Tabelle 8.2 sind die

Ergebnisse einer Beispielrechnung (siehe Goretzki 2001) angegeben, die mit diesem Skript gewonnen wurden[6].

Tab. 8.2: Beispiel einer Wellenlängenkalibrierung nach der Formel von Hartmann. Die ersten drei (x, λ)-Werte dienten als Stützstellen, die restlichen Wellenlängen wurden anschliessend berechnet. In der letzten Spalte ist die Differenz $|\lambda(\text{theo}) - \lambda(\text{calc})|$ zwischen theoretischer Wellenlänge (dem Literaturwert) und der berechneten angegeben. Die Wellenlängen sind in Angström angegeben.

x-Koord.	λ(theo)	λ(calc)	Differenz
1778.134	4861.33	4861.33	0.00
580.989	3970.07	3970.07	0.00
147.056	3770.63	3770.63	0.00
1189.034	4340.47	4339.95	0.52
821.994	4101.74	4101.68	0.06
416.024	3889.05	3889.14	0.09
213.014	3797.90	3798.29	0.39

8.5.4 Identifikation der Linien

Nun können Linien/Banden im Kometenspektrum ausgemessen werden. Dies kann im einfachsten Fall interaktiv durch Positionieren des Mauscursors an die betreffende Stelle geschehen. Der angezeigte x- Pixelwert kann mit Hilfe der nun bekannten Wellenlängenkalibrierung $\lambda(x)$ in die entsprechende Wellenlänge umgerechnet werden. Zusätzlich oder alternativ kann man einen sogenannten Zeilenscan durchführen. Dabei werden alle Pixel einer bestimmten Zeile ausgelesen und die Wertepaare (x, I) als Kurve dargestellt und/oder in eine Datei für eine weitere Bearbeitung geschrieben. Hier treten auch dicht benachbarte Linien hervor, die im CCD-Bild aufgrund mangelnder Anzeige- Dynamik untergehen. Ein solcher Zeilenscan kann dann mittels dem vorgestellten Skript (Listing 8.1) oder einem anderen Programm (z.B. einem Tabellen-Kalkulationsprogramm) weiter verarbeitet werden. Nach der Identifikation der Linien/Banden kann der Zeilenscan entsprechend beschriftet und aufbereitet werden, so dass er sich für die Weitergabe und Publikation eignet. Diese graphische Darstellung wird synonym zur eigentlichen Aufnahme auch als Spektrum bezeichnet.

[6] das Beispiel ist in dem Skript enthalten; um es zu aktivieren, muss die auskommentierte Zeile #do_test () wieder eingeschaltet werden

Zahlreiche Emissionslinien für die Identifikation eigener Spektren sind in Tab. 8.3 (am Ende des Kapitels) angegeben. Die Daten stammen im wesentlichen aus einer Arbeit von Brown *et al.* (1996). Dort wurden in hochauflösenden Échelle-Spektren der Kometen P/Swift-Tuttle und P/Brorsen-Metcalf insgesamt 2438 Emissionslinien identifiziert. Für die Tabelle wurden alle bei Brown *et al.* angegebenen Linien des Kometen Swift-Tuttle mit einer vorgegebenen Mindestintensität (120 von max. 1000) entnommen. Eine kleinere Übersicht der bis 1982 in Kometenspektren identifizierten Spezies und der Wellenlängen der zugehörigen Banden bzw. Linien findet man in Wilkening (1983), Tab. I, S.25. Eine Auswertung photographischer Spektren (570– 820 nm) des Kometen West mit rund 78 identifizierten Linien wurde von Gary *et al.* (1977) veröffentlicht.

8.6 Informationsquellen und Amateur-Projekte

Weitere Anregungen und Überlegungen zum Bau eines Amateur-Spektrographen findet man z.B. bei Gebhardt & Helms (1976), Sorensen (1987) und Saint-Pé (1994). Grundlagen und tiefergehende theoretische Überlegungen zur Konstruktuion eines Spektrographen findet vor allem auch in (älteren) Fachbüchern zu astrophysikalischen Beobachtungsmethoden sowie teilweise in Lehrbüchern über Optik und Spektralanalyse in der Chemie.

Die Fachgruppe Spektroskopie der Vereinigung der Sternfreunde (VdS) ist mit derzeit rund 150 Mitgliedern aus dem Amateur- und Profibereich die grösste Interessengemeinschaft im deutschsprachigen Raum. Auf der Webseite der FG (http://spektroskopie.fg-vds.de/) findet man zahlreiche Informationen, frei verfügbare Publikationen (einschliesslich der FG-Publikation "Spektrum") und ein recht aktives Diskussions-Forum. Verweise zu weiteren Internetquellen runden das Angebot ab. Die FG Spektroskopie veranstaltet jährlich Tagungen und Workshops.

Eine sehr wertvolle und fundierte Quelle zu den Themen CCD und (Kometen-)Spektroskopie ist die Webseite von Christian Buil (http://www.astrosurf.com/~buil/), der den meisten als "Pionier" der Amateur-CCD-Technik bekannt sein dürfte. Dort findet man neben vielen konstruktionsrelevanten Ausführungen auch konkrete Spektrographen-Selbstbauprojekte und zahlreiche spektroskopische Beobachtungen an Kometen, die Christian Buil mit den von ihm gebauten und ebenda beschriebenen Geräten durchgeführt hat. Die meisten Beiträge auf seiner Webseite sind auf Französisch und Englisch verfasst, einige Teile nur auf Französisch. Buil hat

auf seiner Webseite auch Excel-Sheets veröffentlicht, mit deren Hilfe man die optischen und geometrischen Parameter eines klassichen Gitter-Spektrographen und sogar eine Abschätzung der erreichbaren Grenzgrösse ermitteln kann. Diese Excel-Sheets sind in einer deutschen Version und zusätzlich in einer Variante für die Planung eines Échelle-Spektrographen auf der Webseite der FG Spektroskopie zu finden.

Auf der Seite der CAOS-Arbeitsgruppe (http://www.eso.org/projects/caos/frontpage.html) sind weitere Beispiele für Eigenbau-Spektrographen beschrieben (technisch allerdings auch recht anspruchsvoll). Dort findet man auch spektroskopische Beobachtungen an einigen hellen Kometen, u.a. auch eine Zeitreihenserie des Kometen Hale-Bopp. Ein von dieser Gruppe entwickelter hochauflösender Échelle-Spektrograph (BACHES) wird von der Fa. Baader Planetarium in Lizenz gebaut und vertrieben.

Natürlich ist diese Auswahl an Informationsquellen und Amateur-Projekten nicht vollständig. Bei einer Internetsuche wird man zahlreiche weitere (teilweise aber auch nur kleine oder sehr spezialisierte) Seiten finden – und natürlich auch die o.g. Quellen.

Tabellen und Code

Tab. 8.3: Nach Wellenlänge sortierte Liste beobachteter Kometen-Emissionsbanden. Aus Brown *et al.* (1996) wurden für Komet Swift-Tuttle alle wichtigen Linien einer gewissen Minimalintensität (120 von max. 1000) entnommen und ggf. durch weitere Literaturwerte ergänzt. M/A: Molekül bzw. Atom.

λ [nm]	M/A	λ [nm]	M/A	λ [nm]	M/A	λ [nm]	M/A	λ [nm]	M/A
386.8	CN	549.0	C_2	557.9	C_2	593.1	NH_2	633.3	NH_2
387.0	CN	549.2	C_2	558.0	C_2	596.3	NH_2	633.5	NH_2
387.9	CN	549.3	C_2	558.2	C_2	597.6	NH_2	634.4	NH_2
388.0	CN	549.7	C_2	558.3	C_2	597.7	NH_2	634.5	NH_2
388.1	CN	550.1	C_2	558.4	C_2	599.5	NH_2	636.4	[OI]
399.3	C_3	550.2	C_2	558.5	C_2	600.7	NH_2	653.4	NH_2
401.9	C_3	550.6	C_2	558.8	C_2	601.9	NH_2	660.0	NH_2
404.0	C_3	550.8	C_2	559.1	C_2	602.0	NH_2	661.8	NH_2
405.0	OH	551.1	C_2	559.4	C_2	602.2	NH_2	661.9	NH_2
405.2	C_3	551.5	C_2	559.6	C_2	603.2	NH_2	662.8	NH_2
407.4	C_3	551.7	C_2	559.9	C_2	603.4	NH_2	664.1	NH_2
421.5	CN	551.8	C_2	560.1	C_2	603.8	NH_2	665.5	NH_2
432.5	CH	551.9	C_2	560.4	C_2	603.9	NH_2	665.6	NH_2
436.8	C_2	552.3	C_2	560.6	C_2	604.6	C_2	665.9	NH_2
467.6	C_2	552.4	C_2	560.8	C_2	604.9	C_2	667.2	NH_2
468.3	C_2	552.6	C_2	561.0	C_2	605.4	C_2	668.2	NH_2
469.7	C_2	552.8	C_2	561.2	C_2	605.5	C_2	675.0	NH_2
471.5	C_2	553.2	C_2	561.4	C_2	605.6	C_2	675.5	NH_2
473.7	C_2	553.2	C_2	561.6	C_2	605.9	C_2	692.6	CN
498.8	C_2	553.2	C_2	561.8	C_2	609.7	NH_2	692.7	CN
499.2	C_2	553.5	C_2	562.0	C_2	609.8	NH_2	696.1	NH_2
499.7	C_2	553.6	C_2	562.1	C_2	610.9	NH_2	696.7	NH_2
500.5	C_2	553.9	C_2	562.3	C_2	611.0	NH_2	697.1	NH_2
500.6	NH_2	554.0	C_2	562.4	C_2	611.1	C_2	701.2	NH_2
500.9	C_2	554.1	C_2	562.6	C_2	611.6	C_2	701.8	NH_2
501–538	C_2	554.4	C_2	562.7	C_2	611.9	C_2	702.8	NH_2
539.9	NH_2	554.8	C_2	562.8	C_2	615.9	H_2O^+	734.7	NH_2
541.9	C_2	555.2	C_2	562.9	C_2	617.7	C_2	734.8	NH_2
542.8	NH_2	555.5	C_2	563.0	C_2	618.2	C_2	736.0	NH_2
542.9	C_2	555.6	C_2	563.1	C_2	618.4	C_2	737.6	NH_2
543.3	C_2	555.9	C_2	563.2	C_2	618.5	C_2	737.6	NH_2
544.1	C_2	556.2	C_2	563.3	C_2	618.6	C_2	737.6	NH_2
544.4	NH_2	556.3	C_2	563.4	C_2	619.9	H_2O^+	746.8	H_2O^+
545.2	C_2	556.6	C_2	563.5	C_2	627.4	NH_2	787.3	CN
546.1	C_2	556.6	C_2	563.5	C_2	628.1	NH_2	787.3	CN
546.3	C_2	556.9	C_2	568.8	NH_2	628.6	NH_2	787.4	CN
546.7	C_2	557.0	C_2	569.4	NH_2	628.8	NH_2	787.5	CN
546.9	C_2	557.1	C_2	570.1	NH_2	629.7	NH_2	787.6	CN
547.3	C_2	557.2	C_2	570.3	NH_2	630.0	[OI]	787.7	CN
547.8	C_2	557.3	C_2	573.1	NH_2	630.2	NH_2	788.9	CN
547.8	NH_2	557.4	C_2	573.2	NH_2	631.1	NH_2	791.0	CN
548.2	C_2	557.5	C_2	574.1	NH_2	631.3	NH_2	791.3	CN
548.3	C_2	557.6	C_2	575.3	NH_2	631.6	H_2O^+	809.7	CN
548.5	C_2	557.7	[OI]	587.1	NH_2	631.9	NH_2	809.8	CN
548.8	C_2	557.8	C_2	592.8	C_2	632.1	NH_2		

Listing 8.1: "Dispersionsrelation nach Hartmann"

```
#!/usr/bin/env python

# Berechnet die Dispersionsrelation eines Prismas nach den Formeln von Hartmann

# Wird das Skript ohne weitere Parameter aufgerufen, dann werden drei Wertepaare
# (x,lambda) zur Berechnung der Dispersionsrelation interaktiv abgefragt.
#
# Alternativ kann als Aufruf-Parameter eine Text-Datei angegeben werden, die am
# Anfang die drei Wertepaare zur Kalibrierung enthalten muss und danach noch
# beliebig viele x-Werte (Linien) enthalten kann, deren Wellenlaenge dann
# berechnet und ausgegeben wird. Dabei werden Zeilen die mit einem '#' beginnen
# als Kommentarzeilen ignoriert.
# ---------------------
# Mike Kretlow, 01/2010

import math,sys

xc = []; wl = []
ha = hb = hc = 0.0

def read_data(in_file):
    global xc,wl
    i = 0
    try:
        data = open(in_file, 'r').readlines()
    except IOError:
        print in_file, "ist nicht lesbar !"
        sys.exit(1)
    for line in data:
        if line[0] == '#': continue
        line = line.rstrip('\n')
        a,b = str.split(line)
        if i < 3:
            xc.append(float(a))
            wl.append(float(b))
        else:
            xc.append(float(a))
        i += 1
#-------------------------------------------------------------------------------
def hartmann():
    # Berechne die drei Hartmann Konstanten
    global ha,hb,hc
    try:
        h0 = (xc[0]-xc[2])*(wl[1]-wl[0]) / ((xc[0]-xc[1])*(wl[2]-wl[0]))
        hc = (h0*wl[2]-wl[1])/(h0-1.0)
        hb = (xc[0]-xc[2])/(1.0/(wl[0]-hc) - 1.0/(wl[2]-hc))
        ha = xc[1] - hb / (wl[1] - hc)
    except:
        print "Fehler bei der Berechnung der Hartmann-Konstanten"
        sys.exit(1)
```

```
    # Ausgabe der Dispersionsrelation
    print
    print "                    \t\t %0.4f" % hb
    print "lambda(x) = %0.4f + ----------------------------" % hc
    print "                    \t\t (x - %0.4f)" % ha
#-------------------------------------------------------------------------------
def calc_wl(x):
    try:
        l = hc + hb / (x - ha)
    except ZeroDivisionError:
        print "Uups. Division durch Null !"
        l = 0
    return l
#-------------------------------------------------------------------------------
def print_result():
    # Linienwerte berechnen und ausgeben
    print
    print "--- X ---  --- Lambda --- "
    for x in xc:
        print " %8.3f      %7.2f" % (x, calc_wl(x))
    print
    print "Weitere Werte berechnen (Abbruch mit x < 0)"
    while True:
        x = float(raw_input("x-Koordinate: "))
        if x < 0: break
        print "\t  x = %0.3f => Wellenlaenge : %7.2f" % (x, calc_wl(x))
#-------------------------------------------------------------------------------
def do_test():
    global xc,wl
    # Beispielwerte aus D. Goretzki, VdS-Journal Nr. 6 (2001) 83ff
    xc = [1778.134, 580.989, 147.056, 1189.034, 821.994, 416.024, 213.014]
    wl = [4861.33 , 3970.07, 3770.63, 4340.47 , 4101.74, 3889.05, 3797.90]
    print
    print "Test-Fall"
    hartmann()
    print "\n\n"
    print "|     x      | lam(theo) | lam(ber.) |   Diff |"
    print "-----------------------------------------------"
    for i in range(len(xc)):
        l = calc_wl(xc[i])
        print "| %8.3f |  %7.2f  |  %7.2f  |  %0.2f |" % (xc[i],wl[i], l, abs(wl[i] - l))
#-------------------------------------------------------------------------------
if __name__ == "__main__":
    print "\n-----------------------------------------------"
    print "Dispersionsrelation nach Hartmann berechnen"
    print "-----------------------------------------------"
    #do_test()
    if len(sys.argv) == 2:
        in_file = str(sys.argv[1])
        print
        print "Berechnung fuer Daten aus Datei: ",in_file
```

```
        read_data(in_file)
    else:
        print "Keine Datendatei angegeben !"
        print
        print "Drei (x,lambda)-Werte eingeben"
        print "-------------------------------"
        for i in range(3):
            s = raw_input("x,lamba: ")
            a,b = str.split(s)
            xc.append(float(a))
            wl.append(float(b))
    hartmann()
    print_result()
```

Literaturverzeichnis

[1] Brandt, J.C. & Chapman, R.D. (1994): *Rendezvous im Weltraum.* Birkhäuser Verlag, Basel.

[2] Brown, M.E., Bouchez, A.H., Spinrad, H., Johns-Krull, C.M. (1996): A high-resolution catalog of cometary emission-lines. *Astron. Journal* 112, No. 3, 1197–1202.

[3] Gary, G.A. *et al.* (1977): Spectrographic Observations Of Comet West (1975n). *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 89, 97–103.

[4] Gebhardt, W. & Helms, B. (1976): Ein Selbstbau-Prismenspektrograph zum Gebrauch am Celestron 8. *Sterne und Weltraum* , 58–59.

[5] D. Goretzki (2001): Spektroskopie mit Prisma und Foto-CD. *VdS-Journal* Nr. 6, 83ff.

[6] Häfner, R. (1989): Grundlagen der Spektralanalyse. In: Roth, G.D. (Hrsg.): *Handbuch für Sternfreunde.* Band 2, 4.Aufl., Springer Verlag.

[7] Kitchin,C.R. (1984): *Astrophysical Techniques*. Adam Hilger, Bristol.

[8] Fleischmann, F. (1996): Persönliche Mitteilung.

[9] Saint-Pé (1994) : Spetroscopy. In: *The Observers Guide to Astronomy.* P.Martinez (Ed.), Vol. II, Cambridge University Press.

[10] Sorensen, B. (1987): A simple slit spectrograph. *Sky and Telescope* 73, 98.

[11] Walker, G. (1987): *Astronomical Observations: an optical perspective.* Cambridge University Press.

[12] Wilkening, L.L. (Ed.) (1983): *Comets.* University of Arizona Press.

[13] http://sky-lab.net/?Solar_System_-_Observing:Spectroscopy_of_Comets

9 Ephemeridenrechnung

H. Lüthen

9.1 Einleitung

Unmittelbar nach der Entdeckung eines Kometen berechnet die Zentralstelle der Internationalen Astronomischen Union (IAU) aus den eintreffenden Positionsbeobachtungen eine erste Bahn und verbreitet diese via IAU-Zirkular. Meist enthalten diese Zirkulare nur sehr kurze Ephemeriden, dafür aber beispielsweise folgende Daten[1]:

$$\begin{aligned} &\mathsf{T = 1997\,June\,17.208\ TT,\ q = 3.17375\ AU,\ e = 1,}\\ &\omega = 39.270,\ \Omega = 135.774,\ \mathsf{i}{=}145.069\ \ (2000.0) \end{aligned}$$

Die genaue Bedeutung dieser Bahnelemente wird im Abschnitt 9.2 behandelt. Diese Bahnelemente beschreiben zwar präzise die Bahn im Raum, haben aber einen Nachteil: Die Position des Kometen am Himmel geht daraus nicht sofort hervor. Aufgabe der Ephemeridenrechnung ist es, die Position des Kometen für einen gewünschten Zeitpunkt aus diesen Bahnelementen zu bestimmen, um den Kometen am Himmel aufsuchen zu können.

Die umfangreichen Formeln der Ephemeridenrechnung lassen einen gewissen Rechenaufwand erwarten, und dieser Eindruck täuscht nicht. Andererseits sind in der heutigen Zeit Computer ein weit verbreitetes Arbeitsmittel und ihre Leistung und Kapazität reicht bei weitem aus, ein komfortables Programm zur Ephemeridenrechnung abzuarbeiten. Eine große Zahl an Hochsprachen wie beispielsweise FORTRAN, BASIC, C/C++ oder Pascal stehen zu erschwinglichen Preisen zur Verfügung (viele Compiler sind auch als PD erhältlich).

[1] In den *IAU-Circulars* steht `Peri` für ω, `Node` für Ω und `Incl` für i.

Zwischenzeitlich gibt es für jeden Rechnertyp eine Unzahl von Ephemeridenprogrammen verschiedenster Leistungsklassen auf dem kommerziellen, PD-, oder Shareware-Markt. Doch nicht immer wird zu den Programmen der Source-Code mitgeliefert, so daß individuelle Anpassungen häufig unmöglich sind. Dieser Umstand soll Anlaß und Motivation sein, die erforderlichen Algorithmen nachfolgend bereitzustellen.

Dieses Kapitel beleuchtet jedoch nicht den theoretischen Hintergrund der Formeln, sondern beläßt es bei einem "Kochbuch-Rezept". Zudem weisen einige Formeln Beschränkungen bezüglich Genauigkeit und zeitlicher Gültigkeit auf. Letztlich können mit den nachfolgenden Formeln Ephemeriden im Zeitraum von etwa 1900 - 2100 auf ca. $1' - 2'$ genau für die Äquinoktien 1950.0 bzw. 2000.0 berechnet werden; Planetenstörungen werden allerdings nicht berücksichtigt. Höhere Genauigkeiten erfordern komplexere Algorithmen. Insbesondere werden in diesem Fall genauere Sonnenkoordinaten benötigt und auch die gravitativen (und bei noch größeren Genauigkeitsanforderungen die nichtgravitativen)[2] Störungen müssen berücksichtigt werden.

Dieses Kapitel enthält keine Listings, sondern die Formeln, den Rechenweg sowie zwei Beispiele mit Zwischenergebnissen. Jeder, der eine Programmiersprache beherrscht, sollte in der Lage sein, damit ein funktionierendes Ephemeridenprogramm zu schreiben.

Wer sich über die theoretischen Grundlagen informieren will, findet wichtige Hinweise in dem Buch von Montenbruck (1985) und in dem Werk von Montenbruck & Pfleger (1994). Darin enthalten sind auch Pascal-Listings, z.B. zur Berechnung von Sonnenkoordinaten. Viele weitere wichtige Formeln und Rechenvorschläge findet man ferner bei Wepner (1982).

9.2 Die Bahnelemente

Da die *Keplerschen Bahnelemente* die Grundlage jeder Ephemeridenrechnung darstellen, soll deren Bedeutung anhand von Abb. 9.1 erläutert werden. Alle Körper unseres Sonnensystems bewegen sich auf Kegelschnittbahnen: Ellipsen, Parabeln oder Hyperbeln. Die Bahnform wird über

[2] Die Ausgasungen des Kometen führen zu einer Art "Raketenrückstoßeffekt".

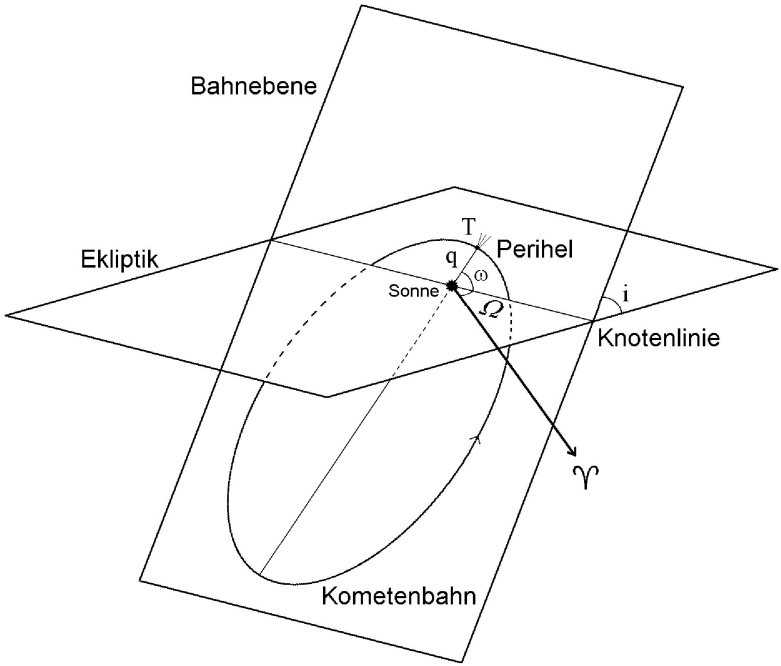


Abb. 9.1: Definition der Keplerschen Bahnelemente (Diagramm: A. Kammerer)

die *numerische Exzentrizität e* definiert. Für geschlossene Bahnen (Ellipsen) gilt $0 \leq e < 1$, wobei $e = 0$ für die Kreisbahn steht. Die großen Planeten bewegen sich beispielsweise auf Ellipsen, deren Form nur wenig von der eines Kreises abweicht, d.h. die Bahnexzentrizität ist sehr klein. Ist e exakt Eins, handelt es sich um eine Parabelbahn und für Werte $e > 1$ liegen Hyperbelbahnen vor. Langperiodische Kometen haben Bahnexzentrizitäten nahe Eins, so daß für neuentdeckte Kometen zunächst einmal eine Parabelbahn ($e = 1$) veröffentlicht wird. Hyperbolische Bahnen (e geringfügig größer als Eins) kommen äußerst selten vor[3].

Die Bahngröße wird durch e und die *Periheldistanz q* bestimmt, der Entfernung Sonne-Komet (in AE) im sonnennächsten Punkt seiner Bahn (Perihel). Bei periodischen Kometen wird gerne

[3] Meist hat eine hyperbolische Bahn ihre Ursache in vorhandenen numerischen Unsicherheiten der Bahnbestimmung, sie kann aber auch das Ergebnis einer nahen Begegnung des Kometen mit einem Großplaneten sein.

auch die große Bahnhalbachse a angegeben, die man aus der Periheldistanz q über die Beziehung $q = a(1-e)$ erhält. Aus der Formel folgt, daß die Angabe einer Bahnhalbachse bei Parabeln ($e = 1$) unsinnig und bei Hyperbeln definitionsgemäß negativ ist.

Desweiteren muß der Ort des Kometen auf seiner Bahn zu einem bestimmten Zeitpunkt definiert sein. Dies geschieht durch Angabe des *Periheldatums* T, d.h. dem Zeitpunkt des Durchgangs des Kometen durch sein Perihel. Dieser wurde früher auf die Ephemeridenzeit (ET) bezogen, neuerdings auf die Terrestrische Zeit (TT). Der Unterschied zwischen beiden Zeitskalen ist minimal und kann bei den angestrebten Genauigkeiten ebenso vernachlässigt werden wie der Unterschied zwischen der Ephemeriden- und der gewohnten Weltzeit (UT), der aktuell etwa 1 Minute beträgt.

Schließlich muß die Lage der Bahn im Raum festgelegt werden. Hierfür wurden die Elemente ω, Ω, i definiert. Die Bahnebene wird in Bezug auf die Ekliptik durch die *Länge des aufsteigenden Knotens* Ω (= Abstand vom Frühlingspunkt) und durch die *Bahnneigung* i gegenüber der Ekliptik angegeben. Die Bahnneigung i liegt zwischen $0°$und $180°$. Für $i < 90°$ ist die Bewegung des Kometen rechtläufig, für $i > 90°$ ist sie rückläufig. Die Lage der Ellipse (oder Parabel) innerhalb der Bahnebene wird durch den Abstand des Perihels vom aufsteigenden Knotenω, auch als *Perihelargument* bezeichnet, charakterisiert [4]. Da Präzession und Nutation die Lage der Ekliptik und des Frühlingspunktes im Laufe der Zeit ändern, beziehen sich die Bahn(lage)elemente auf einen bestimmten Zeitpunkt (*Äquinoktium*). Das Äquinoktium (z.B. 1950.0 oder 2000.0) muß bei der Weitergabe oder Publikation der Bahnelemente mit angegeben werden.

9.3 Wesentliche Hilfsformeln

Nicht alle Hochsprachen liefern den gleichen Umfang an mathematischen Funktionen. Daher ist es u.U. erforderlich, sich wichtige und oft gebrauchte Funktionen (z.B. Winkelfunktionen) selbst zu definieren. Häufig benötigt wird die Umrechnung von Winkelangaben in Grad und Bogenminuten in Dezimalgrad und umgekehrt. Schließlich bereitet das Rechnen mit dem Kalender besondere Schwierigkeiten. Für diese Fälle werden nachfolgend Hilfsformeln bzw. -routinen vorgestellt.

[4] ω sollte nicht mit der *Perihellänge* $\tilde{\omega} = \Omega + \omega$ verwechselt werden, die z.T. in der älteren Literatur Verwendung findet. Dieser Winkel setzt sich definitionsgemäß aus zwei Winkeln in verschiedenen Ebenen zusammen!

Noch zwei allgemeine Hinweise bei der Programmierung: Wenn es der Rechner bzw. Compiler zuläßt, sollte man alle Rechnungen mit doppelter Genauigkeit durchführen. Gerade bei häufig angewandten Winkelfunktionen können sich bei einfacher Genauigkeit (meist 7–8 Stellen) Rundungsfehler in der letzten Stelle schnell zu größeren Beträgen aufsummieren, die dann für fehlerhafte Endresultate sorgen. Die Funktion INT wird in dem Sinne verwendet, daß sie Nachkommastellen abschneidet, also: $\mathrm{INT}\,(11.4) = 11$ bzw. $\mathrm{INT}\,(-11.4) = -11$.

9.3.1 Winkelfunktionen

In den meisten Versionen von BASIC müssen die folgenden Funktionen erst definiert werden. Meist gibt es einen Befehl wie `DEF FN` (Define Function), der dies ermöglicht.

$$\arcsin(x) = \arctan\frac{x}{\sqrt{1-x^2}} \tag{9.1}$$

$$\arccos(x) = \frac{\pi}{2} - \arctan\frac{x}{\sqrt{x^2-1}} \tag{9.2}$$

Beachtet werden muß ferner, daß Computer Winkelfunktionen meist nicht im Gradmaß, sondern im Bogenmaß (rad) rechnen:

$$\alpha(\mathrm{rad}) = \frac{\pi}{180}\alpha\ (\mathrm{Grad}) = \frac{\alpha(\mathrm{Grad})}{57{,}^{\circ}29577951} \tag{9.3}$$

9.3.2 Umrechnung Dezimalgrad in Grad/Bogenminuten und umgekehrt

Das Umrechnen von Dezimalgrad x in Grad, Bogenminuten+Bruchteil (g,m) ist mit folgender Prozedur möglich:

$$g = \mathrm{INT}\,(x)$$
$$m = \mathrm{ABS}\,(x-g)\cdot 60$$

also z.B. $x = -0{,}^{\circ}879668 = -0^{\circ}52{,}'78008$. Im Fall, daß $0^{\circ} > x > -1^{\circ}$ ist, muß m ein negatives Vorzeichen bekommen oder die weitere Bearbeitung mit Hilfe von Zeichenketten (Stringvariablen) erfolgen.

Die umgekehrte Rechnung, Grad/Bogenminuten g,m in Dezimalgrad x zu wandeln, geschieht folgendermaßen (nachfolgend wird vorausgesetzt, daß m für $0^\circ > x > -1^\circ$ ein negatives Vorzeichen besitzt):

$$x = \text{SIGN}\,(g) \cdot (\text{ABS}\,(g) + \frac{m}{60}), \quad \text{SIGN}\,(x) = \begin{cases} +1 : x \geq 0 \\ -1 : x < 0 \end{cases} \tag{9.4}$$

9.3.3 Rechnen mit dem Kalender (Julianisches Datum)

Der Kalender stellt den Programmierer vor besondere Probleme. Einerseits braucht man häufig Differenzen zwischen Tagen, was eine fortlaufende Tageszählung verlangt. Hierfür gibt es das sogenannte Julianische Datum, das die Zahl der seit dem 1. Januar -4712 verflossenen Tage angibt. Schaltjahre, Kalenderreformen usw. spielen für das Julianische Datum daher keine Rolle. Andererseits ist es praktisch, wenn das Programm nach außen hin mit dem Bürgerlichen (heutzutage gregorianischen) Datum arbeitet. Daher wird ein Unterprogramm benötigt, welches ein Bürgerliches Datum in das Julianische Datum wandelt und umgekehrt. Die folgende Methode stammt von Meeus (1981) und ist relativ leicht umsetzbar.

Bürgerliches Datum in Julianisches Datum umrechnen: Gegeben sind Y (Jahr), M (Monat) und D (Tag+Tagesbruchteil). Gesucht ist das Julianische Datum JD. Man rechnet:

$$\text{Wenn Monat M } > 2 : y = Y \quad \text{und } m = M \tag{9.5}$$

$$\text{Wenn Monat M } \leq 2 : y = Y - 1 \quad \text{und } m = M + 12 \tag{9.6}$$

Dann gilt (für alle Zeiten nach der Kalenderreform vom 15. Oktober 1582):

$$A = \text{INT}\,(y/100) \tag{9.7}$$

$$B = 2 - A + \text{INT}\,(A/4) \tag{9.8}$$

$$JD = \text{INT}\,(365.25y) + \text{INT}\,(30.6001(m+1)) + D + 1720994.5 + B \tag{9.9}$$

Julianisches Datum in Bürgerliches Datum umrechnen: Gegeben sei das Julianische Datum JD und gesucht wird das entsprechende Bürgerliche Datum (Y,M,D). Dann ist zu

rechnen:

$$Z = \text{INT}\,(JD + 0.5) \tag{9.10}$$

$$F = \text{FRAC}\,(JD + 0.5) \tag{9.11}$$

Die Funktion FRAC (x) liefert den Nachkommaanteil von x.

Für $Z < 2299161$ setzt man $A = Z$,
für $Z \geq 2299161$ wird gilt:

$$a = \text{INT}\left(\frac{Z - 1867216.25}{36524.25}\right) \tag{9.12}$$

$$A = Z + 1 + a - \text{INT}\,(a/4) \tag{9.13}$$

Die weitere Berechnung sieht wie folgt aus:

$$B = A + 1524 \tag{9.14}$$

$$C = \text{INT}\left(\frac{B - 122.1}{365.25}\right) \tag{9.15}$$

$$K = \text{INT}\,(365.25C) \tag{9.16}$$

$$E = \text{INT}\left(\frac{B - K}{30.6001}\right) \tag{9.17}$$

Somit erhält man:

$$D = B - K - \text{INT}\,(30.6001E) + F \tag{9.18}$$

$$M = E - 1 \qquad \text{für } E < 13.5 \tag{9.19}$$

$$M = E - 13 \qquad \text{für } E \geq 13.5 \tag{9.20}$$

$$Y = C - 4716 \qquad \text{für } M > 2.5 \tag{9.21}$$

$$Y = C - 4715 \qquad \text{für } M \leq 2.5 \tag{9.22}$$

Damit ist das Datum: Jahr, Monat, Tag (Y, M, D) aus dem JD berechnet.

9.4 Berechnung der rechtwinkligen Sonnenkoordinaten

Für die Ermittlung der Koordinaten eines Objekts am irdischen Firmament sind Angaben über die genaue Position der Erde im Raum erforderlich. Oder anders ausgedrückt: Man benötigt Angaben über die Position der Sonne von der Erde aus gesehen.

Diese müssen als rechtwinklige Koordinaten X,Y,Z vorliegen und sich stets auf das Äquinoktium der Bahnelemente des betreffenden Objekts beziehen (praktisch immer 1950.0 oder 2000.0).

Die rechtwinkligen Sonnenkoordinaten werden für jedes Datum benötigt, für das eine Kometenposition berechnet werden soll. Man kann diese zwar einem Jahrbuch entnehmen, sinnvoller ist es aber, sie im Ephemeridenprogramm selbst zu berechnen.

Für eine hohe Genauigkeit kann die Newcombsche Theorie über die Bewegung der Erde verwendet werden (siehe Montenbruck 1985, S.90-94). Dieses Verfahren ist allerdings sehr aufwendig und für die hier geforderte Genauigkeit nicht erforderlich. Für Ephemeriden genügen i.a. die bei Wepner (1982, S.185-188), abgedruckten Algorithmen. Das Verfahren sei hier wiedergegeben. Gesucht sind die rechtwinkligen, auf das Äquinoktium der Bahnelemente des Kometen (1950 bzw. 2000.0) bezogenen Sonnenkoordinaten X,Y,Z zum Datum Y,M,D. Man rechne:

$$J_1 = Y - 1900 \tag{9.23}$$

$$S = \text{INT}\left(\frac{J_1 - 1}{4}\right) \tag{9.24}$$

$$d_1 = S + \text{INT}\left(30.6M - 32.3 + \frac{0.53}{(M-1.55)^2}\right) + D - 0.5 \tag{9.25}$$

Sofern das Jahr ohne Rest durch vier teilbar und nicht gleichzeitig 1900 ist und wenn der Monat größer als zwei ist, dann hat man $d_1 = d_1 + 1$ zu setzen.

Die weitere Rechnung sieht so aus:

$$d = 365J_1 + d_1 \tag{9.26}$$

$$T = d/36525 \tag{9.27}$$

$$\omega = 281.^\circ 220833 + 1.^\circ 719175T + 0.^\circ 000361T^2 \tag{9.28}$$

$$e = 0.01675104 - 0.0000418T \tag{9.29}$$

$$\varepsilon = 23.^\circ 452294 - 0.^\circ 0130125T \tag{9.30}$$

$$M = -1.^\circ 524155 - 0.^\circ 00015T^2 - 0.^\circ 25590255J_1 + 0.^\circ 98560027d_1 \tag{9.31}$$

M muß innerhalb des Intervalls $0^\circ - 360^\circ$ liegen. Danach ist die Keplergleichung zu lösen. Da es sich hierbei um eine transzendente Gleichung handelt, geschieht dies iterativ. Dieses Verfahren werden wir noch mehrfach durchführen. Die Keplergleichung lautet:

$$E = M + e\sin E \tag{9.32}$$

Für diese Formel gibt es nur eine Näherungslösung. Die einfachste Methode zur Auflösung der Keplergleichung ist, diese nach folgender Iterationsvorschrift zu lösen:

$$E_{n+1} = M + e\sin E_n \tag{9.33}$$

Man rät zunächst einen Startwert ($n = 0$) für E (z.B. $E_0 = M$) und setzt diesen ein. Wichtig ist dabei, daß E und M im Bogenmaß verwendet werden. Das resultierende E wird als neuer Startwert wiederum in die rechte Seite eingesetzt. Das Verfahren wird so lange wiederholt, bis sich das resultierende E vom vorigen E im Rahmen der geforderten Rechengenauigkeit nicht mehr unterscheidet, d.h. $|E_{n+1} - E_n| \leq \varepsilon$ ist. Dabei ist ε die vorgegebene Abbruchschranke, z.B. $1 \cdot 10^{-6}$. In BASIC kann man z.B. so verfahren

```
110 E=M                                          REM Startwert setzen
120 X=M+e*sin(E)                                 REM Keplergleichung
130 IF ABS(X-E)>0.000001 THEN LET E=X : GOTO 120  REM Abbruch
```

Wichtig ist, daß in Zeile 130 nicht etwa `X-E=0` als Abbruchkriterium gewählt wird, sondern eine sehr kleine Zahl. Sonst kann sich das Programm an dieser Stelle aufhängen, weil Rundungsfehler die Differenz nie 0 werden lassen. In manchen Sprachen, auch in einigen BASIC-Versionen,

gibt es Befehle wie WHILE...WEND oder DO...LOOP UNTIL, die für die Iteration der Keplergleichung wie geschaffen sind.

Die Lösung der Keplergleichung nach dem Algorithmus (9.33) kann für hohe Exzentrizitäten (e nahe Eins) schlecht konvergieren. Für diesen Fall gibt es zahlreiche weitere Verfahren, die in der Literatur beschrieben sind.

Die Entfernung Erde-Sonne R und die wahre Anomalie v ergeben sich damit wie folgt:

$$R = 1 - e\cos E \tag{9.34}$$

$$\tan\frac{v}{2} = \frac{1+e}{1-e}\tan\frac{E}{2} \tag{9.35}$$

Damit können die rechtwinkligen Sonnenkoordinaten nun berechnet werden:

$$X = R\cos(v+\omega) \tag{9.36}$$

$$Y = R\sin(v+\omega)\cos\varepsilon \tag{9.37}$$

$$Z = R\sin(v+\omega)\sin\varepsilon \tag{9.38}$$

Diese beziehen sich allerdings auf das aktuelle Datum. Sie müssen noch auf das Äquinoktium 1950.0 bzw. 2000.0 umgerechnet werden. Dies geschieht auf folgende Weise:

$$t = \frac{d-p_1}{36524.2199} - p_2 \tag{9.39}$$

$$A_1 = 1 - (p_3 t^2 + 13t^3)\cdot 10^{-8} \tag{9.40}$$

$$A_2 = -(p_4 t + 676t^2 - 221t^3)\cdot 10^{-8} \tag{9.41}$$

$$A_3 = -(p_5 t - 207t^2 + 96t^3)\cdot 10^{-8} \tag{9.42}$$

$$A_4 = 1 - (p_6 t^2 + 15t^3)\cdot 10^{-8} \tag{9.43}$$

$$A_5 = p_7 t^2 \cdot 10^{-8} \tag{9.44}$$

$$A_6 = 1 - p_8 t^2 \cdot 10^{-8} \tag{9.45}$$

$$X = A_1 X - A_2 Y - A_3 Z \tag{9.46}$$

$$Y = A_2 X + A_4 Y + A_5 Z \tag{9.47}$$

$$Z = A_3 X + A_5 Y + A_6 Z \tag{9.48}$$

Tab. 9.1: Parameter zur Berechnung der rechtwinkligen Sonnenkoordinaten

Äquin.	p_1	p_2	p_3	p_4	p_5	p_6	p_7	p_8
1950.0	18262.423	0	29696	2234941	971690	24975	-10858	4721
2000.0	0	1.000008572	29709	2235619	971483	24990	-10859	4719

Nun haben wir alles beisammen, um in die eigentliche Ephemeridenrechnung einsteigen zu können.

9.5 Die Ephemeridenrechnung

Gegeben sind die Bahnelemente Ω, ω, i, e, q und T des Kometen. Bekannt ist ferner die Schiefe der Ekliptik ε zum Äquinoktium ($\varepsilon_{1950.0} = 23.^\circ 44578787$ und $\varepsilon_{2000.0} = 23.^\circ 4392911$, gemäß der IAU). Berechnet werden soll die Position des Kometen zum Zeitpunkt t (umgerechnet in das Julianische Datum).

9.5.1 Berechnung der Gaußkonstanten

Zunächst werden die Gaußkonstanten P_x, P_y, P_z und Q_x, Q_y, Q_z berechnet. Diese Rechnung muß für einen vorliegenden Satz von Bahnelementen nur einmal durchgeführt werden.

$$P_x = \cos\omega\cos\Omega - \sin\omega\sin\Omega\cos i \tag{9.49}$$

$$H_1 = \cos\omega\sin\Omega + \sin\omega\cos\Omega\cos i \tag{9.50}$$

$$H_2 = \sin\omega\sin i \tag{9.51}$$

$$Q_x = -\sin\omega\cos\Omega - \cos\omega\sin\Omega\cos i \tag{9.52}$$

$$H_3 = \sin\omega\sin\Omega + \cos\omega\cos\Omega\cos i \tag{9.53}$$

$$H_4 = \cos\omega\sin i \tag{9.54}$$

$$P_y = H_1\cos\varepsilon - H_2\sin\varepsilon \tag{9.55}$$

$$P_z = H_2\cos\varepsilon + H_1\sin\varepsilon \tag{9.56}$$

$$Q_y = H_3\cos\varepsilon - H_4\sin\varepsilon \tag{9.57}$$

$$Q_z = H_4\cos\varepsilon + H_3\sin\varepsilon \tag{9.58}$$

9.5.2 Ephemeridenrechnung bei elliptischen Bahnen

Zunächst wird die große Halbachse a berechnet:

$$a = \frac{q}{1-e} \tag{9.59}$$

sowie die mittlere Anomalie M:

$$M = \frac{k}{a^{1.5}}\,(t-T) \tag{9.60}$$

Dabei ist k die sog. Gaußsche Konstante der Theoria motus. Sie beträgt

$$k = 0.01720209895 \qquad \text{im Bogenmaß (rad)} \tag{9.61}$$

$$k = 0^{\circ}985607669 \qquad \text{im Gradmaß} \tag{9.62}$$

Es folgt jetzt wieder die Auflösung der Keplergleichung, wie wir sie bereits bei der Bestimmung der Sonnenkoordinaten besprochen haben. Statt der einfachen Iteration (9.33) wird nun allerdings das Newton-Verfahren verwendet. Dies erfordert vor allem bei höheren Exzentrizitäten weniger Durchgänge, d.h. die Iteration konvergiert erheblich schneller (E, M wiederum im Bogenmaß):

$$E_{n+1} = E_n - \frac{E_n - e\sin E_n - M}{1 - e\cos E_n} \tag{9.63}$$

Auch hier wird mit dem Startwert $E_0 = M$ begonnen. Als Ergebnis erhält man die exzentrische Anomalie E. Damit können wir bereits einen Teil des Ergebnisses bestimmen, nämlich den Abstand r des Kometen von der Sonne in AE:

$$r = a(1 - e\cos E) \tag{9.64}$$

Zu den anderen zu bestimmenden Größen (Rektaszension α, Deklination δ und Entfernung von der Erde Δ) führt folgende Rechnung:

$$G = a(\cos E - e) \tag{9.65}$$

$$H = a\sqrt{1 - e^2} \cdot \sin E \tag{9.66}$$

$$B = P_x G + Q_x H + X \tag{9.67}$$

$$D = P_y G + Q_y H + Y \tag{9.68}$$

$$L = P_z G + Q_z H + Z \tag{9.69}$$

Die Entfernung von der Erde Δ in AE erhalten wir aus

$$\Delta = \sqrt{B^2 + D^2 + L^2} \tag{9.70}$$

und die Deklination aus:

$$\delta = \arcsin(L/\Delta) \tag{9.71}$$

Bleibt noch die Rektaszension, die sich aus der folgenden Beziehung ergibt:

$$\alpha = 2 \cdot \arctan\left(\frac{\Delta \cdot \cos\delta - B}{D}\right) \tag{9.72}$$

Ist $D < 0$ und $B > 0$ müssen 360°, im Fall $B < 0$ 180° addiert werden.

Mit diesem Verfahren kann man durchaus noch Kometen mit Exzentrizitäten bis fast 0.999 ausreichend gut berechnen. Daher sei hier lediglich auf die in der Literatur enthaltenen Formeln für parabelnahe Ellipsenbahnen hingewiesen.

Sofern die Helligkeitsparameter (und evtl. die Art der Helligkeitsentwicklung) bekannt sind, kann die Helligkeit des Kometen gemäß den Formeln in Kapitel 5.5.1 berechnet werden. Bei neuentdeckten Kometen wird zunächst die Standardformel mit n=4 angenommen; m_0 kann in diesem Fall über die beobachtete Helligkeit leicht ermittelt werden.

9.5.3 Ephemeridenrechnung bei parabolischen Bahnen

Für alle Kometen wird gleich nach der Entdeckung zunächst einmal eine parabolische Bahn angenommen. Bei dieser gestalten sich die Formeln etwas einfacher, denn die Keplergleichung muß nicht gelöst werden. Die wahre Anomalie v kann direkt mittels der Barkerschen Gleichung ohne jede Iteration berechnet werden.

Nachfolgend der Rechenweg für Parabelbahnen (t = Beobachtungszeitpunkt):

1. Berechne $P_x \ldots Q_z$ wie bei Ellipsen (siehe Glg. 9.49-9.58)

2. Rechne:

$$A = \frac{3k(t-T)}{2\sqrt{2}\,q^{\frac{3}{2}}} \tag{9.73}$$

$$\tan\frac{v}{2} = \sqrt[3]{\sqrt{A^2+1}+A} - \sqrt[3]{\sqrt{A^2+1}-A} \tag{9.74}$$

3. Daraus folgt für r:

$$r = q\left(1+\tan^2\frac{v}{2}\right) \tag{9.75}$$

4. Berechne nun B, D und L:

$$B = P_x q \left(1 - \tan^2 \frac{v}{2}\right) + 2Q_x q \tan \frac{v}{2} + X \tag{9.76}$$

$$D = P_y q \left(1 - \tan^2 \frac{v}{2}\right) + 2Q_y q \tan \frac{v}{2} + Y \tag{9.77}$$

$$L = P_z q \left(1 - \tan^2 \frac{v}{2}\right) + 2Q_z q \tan \frac{v}{2} + Z \tag{9.78}$$

Aus B, D und L ergeben sich wie im letzten Abschnitt bereits gezeigt Rektaszension α, Deklination δ und geozentrische Entfernung Δ.

9.5.4 Rechenbeispiele

Jeder Programmierer macht während der Programmentwicklung Fehler. Hilfreich bei der Lokalisierung von Programmfehlern sind Zwischenergebnisse. Nachfolgend sei daher für die behandelten Bahnformen je ein Beispiel inklusive den Zwischenergebnissen aufgeführt. Die Genauigkeit der Werte ist knapp sechsstellig, in den Formeln, in die die Sonnenkoordinaten eingehen, können die Differenzen etwas größer sein.

Ellipse

Berechnet werden soll die Position des Kometen 6P/d'Arrest für $t = 30.$ Juli 1995, 0^{h} UT:

$$T = \text{1995 Juli 27.3186 TT}, q = 1.345815\text{AE}, e = 0.614045$$
$$\omega = 178.^\circ0476, \Omega = 138.^\circ9885, i = 19.^\circ5236 \text{ (2000.0)}$$

$P_x = 0.733069, P_y = -0.628471, P_z = -0.260066$	Gausskonstanten
$Q_x = 0.643830, Q_y = 0.764474, Q_z = -0.032601$	
$X = -0.603273, Y = 0.749220, Z = 0.324835$	Sonnenkoordinaten
$M = 0.007084 = 0.^\circ40588$	Mittlere Anomalie
$E = 0.018345 = 1.^\circ05109$	Exzentrische Anomalie
$r = 1.34618\text{AE}$	Radiusvektor (Komet-Sonne)

$G = 1.345228, H = 0.050486$	Weitere Größen
$B = 0.415376, D = -0.057622, L = 0.026659$	
$\Delta = 0.42020\text{AE}$	Abstand Erde-Komet
$\delta = -3.^\circ 6375 = -3^\circ 38.'2$	Deklination
$\alpha = 352.^\circ 1021 = 23^\text{h}\ 28.^\text{m}4$	Rektaszension

Da $D < 0$ und $B > 0$, wurden zum ursprünglichen Ergebnis 24^h addiert.

Ergebnis: $\alpha = 23^\text{h}\ 28.^\text{m}4, \delta = -3^\circ 38.'2\ (2000.0), \Delta = 0.42020$ AE, $r = 1.34618$ AE

Parabel

Berechnet werden soll die Position des Kometen C/1996 N1 (Brewington) für $t =$ 15. August 1996, 22^h UT:

$$T = \text{1996 Aug. 3.4237 TT}, q = 0.925821\text{AE}, e = 1$$
$$\omega = 43.^\circ 9692, \Omega = 234.^\circ 9009, i = 52.^\circ 1483\ (2000.0)$$

$P_x = -0.065279, P_y = -0.983055, P_z = 0.171297$	Gausskonstanten
$Q_x = 0.760525, Q_y = 0.062121, Q_z = 0.646331$	
$X = -0.812725, Y = 0.554169, Z = 0.240266$	Sonnenkoordinaten
$M = 0.214905 = 12.^\circ 31315$	Mittlere Anomalie
$v = 0.334791 = 19.^\circ 18213$	Wahre Anomalie
$r = 0.95226\text{AE}$	Radiusvektor (Komet-Sonne)
$B = -0.633479, D = -0.310540, L = 0.596555$	Weitere Größen
$\Delta = 0.92391\text{AE}$	Abstand Komet-Erde
$\delta = +40.^\circ 2171 = +40^\circ 13.'0$	Deklination
$\alpha = 206.^\circ 1147 = 13^\text{h}\ 44.^\text{m}5$	Rektaszension

Da $B < 0$, wurden 12^h zum ursprünglichen Ergebnis addiert.

Ergebnis: $\alpha = 13^\text{h}\ 44.^\text{m}5, \delta = +40^\circ 13.'0\ (2000.0), \Delta = 0.92391$ AE, $r = 0.95226$ AE

Literaturverzeichnis

[1] Meeus, J. (1978): *Astronomical Formulae for Calculators*. Volkssterrewacht Urania, Belgien.

[2] Meeus, J. (1981): Julian-Gregorian Conversion to JD Numbers. *Sky and Telescope* 61, 312.

[3] Montenbruck, O. (1985): *Grundlagen der Ephemeridenrechnung. Eine Zusammenstellung der wichtigsten Formeln zur Berechnung der Bahnen von Körpern im Sonnensystem*. Verlag Sterne und Weltraum, München.

[4] Montenbruck,O. & Pfleger,T. (1994): *Astronomie mit dem Computer.* 2.Aufl., Springer Verlag, Berlin.

[5] Wepner, W. (1982): *Mathematisches Hilfsbuch für Studierende und Freunde der Astronomie*. 2.Aufl., Treugesell Verlag Dr. Vehrenberg KG, Düsseldorf.

10 Bahnbestimmung und -verbesserung

M. Kretlow

10.1 Einleitung

Für die Beobachtung eines Kometen ist die Kenntnis seines Ortes an der Himmelssphäre notwendig. Um den Lauf eines Kometen am Himmel voraussagen zu können (Ephemeridenrechnung), muß seine räumliche Bewegung um die Sonne bekannt sein. Die Bestimmungsgrößen dieser Bewegung bezeichnet man als Bahnelemente. Bei einem (neu entdeckten) Kometen stellt sich also zunächst die Aufgabe, seine Bahn aus einer Anzahl von zeitlich verteilten Richtungsbeobachtungen an der Himmelssphäre (i.a. Rektaszension und Deklination) zu bestimmen, um eine weitere Verfolgung zu gewährleisten. Diese aus der ersten Bahnbestimmung hervorgehende vorläufige Bahn wird aufgrund unvermeidlicher Beobachtungsfehler mehr oder weniger von der wahren Bahn abweichen. Werden nun nachfolgend zusätzliche Beobachtungen gewonnen, so wird man versuchen, diese Bahnelemente mit allen vorhandenen Beobachtungen in Einklang zu bringen, das heißt die Summe aller Abweichungen zwischen beobachteter und berechneter Bahn soll ein Minimum annehmen: Die Bahnelemente des Kometen werden verbessert. Die weitaus meisten Kometen bewegen sich auf Bahnen, die sich in ihrem sonnennahen Bereich sehr gut als Parabeln approximieren lassen. Durch diese Bedingung, die an die Bahnexzentrizität gestellt wird ($e = 1$), verringert sich die Anzahl der zu bestimmenden Bahnelemente auf fünf. Zur Parabelbahnbestimmung wird hier das Verfahren von Olbers (1797) einschließlich der Modifikation durch Banachiewicz in einer modernen Darstellung wiedergegeben. Die Bahnverbesserung wird an Hand der *Variation der Bahnelemente* beschrieben (z.B. Bauschinger 1928, Stracke 1929, Bucerius 1966).

Dieses Kapitel soll sowohl für jenen Leser den kompletten Formalismus einer ersten Bahnbestimmung bereitstellen, der sich für die theoretischen Hintergründe dieser Formeln nicht interessiert, als auch die Leser befriedigen, die tiefergründig in diese Materie einsteigen möchten. Es ist

daher strukturiert aufgebaut. Im ersten Teil wollen wir uns zunächst mit den physikalischen Grundlagen der Bahnbestimmung vertraut machen, bevor wir die zu lösenden Aufgaben definieren und anschließend die Lösung dieser Fragen ableiten. In Abschnitt 10.5.5 und 10.5.6 ist dann der gesamte Algorithmus für die erste Bahnbestimmung angegeben. Analog wird in den nachfolgenden Abschnitten eine Einführung in das Prinzip der Bahnverbesserung und anschließend der entsprechende Algorithmus gegeben. Der letzte Abschnitt des Kapitels befaßt sich kurz mit den modernen Methoden der Bahn- und Störungsrechnung, ohne jedoch konkret darauf einzugehen, da dies im Rahmen dieses Buches nicht möglich ist. So weit wie möglich wird eine vektorielle Darstellung verwendet (Vektoren und Matrizen sind **fett** gedruckt). Dies ermöglicht eine anschauliche Interpretation und erlaubt eine einfache Umsetzung in ein Rechnerprogramm.

10.2 Historisches

Bereits in der Antike versuchte man die Bewegung der Himmelskörper zu beschreiben und zu erklären. So lieferte Ptolemäus (ca. 150 n. Chr.) in seinem Gesamtwerk *Almagest* eine Bewegungstheorie von Sonne, Mond und den fünf großen Planeten, die den Lauf dieser Himmelskörper recht gut beschrieb.[1] Die Kometen waren hier nicht mit einbezogen, denn in Europa vertrat man bis in die Renaissance die Ansicht, daß Kometen – als heiße Ausdünstungen in der Atmosphäre – irdischen Ursprungs seien. Der erfolglose Versuch von Tycho Brahe die Parallaxe des Kometen 1577b zu bestimmen führte zu der Schlußfolgerung, daß die Kometen erheblich weiter entfernt sein müssen als der Mond. Das Problem der Bahnbestimmung der Kometen gewann dadurch erheblich an Bedeutung, war die astronomische Natur dieser meist regellos erscheinenden Schweifsterne nun erkannt worden. Die physikalischen Grundlagen wurden durch Isaac Newton geschaffen. Er selbst berechnete Parabelbahnen mit einem graphischen Näherungsverfahren, das aber in der Praxis zu umständlich war. Den nächsten Schritt hin zu einer analytischen Lösung machte L. Euler mit der Entdeckung der nach ihm benannten fundamentalen Gleichung. Darauf aufbauend wurde die numerische Bahnbestimmung durch J.H. Lambert weiterentwickelt. Aber erst der Bremer Arzt und Amateurastronom Wilhelm Olbers lieferte eine Methode, die es erlaubt, die Bahn eines Kometen sehr schnell und sicher zu bestimmen. Diese Methode wird seither in kaum veränderter Form für die Parabelbahnbestimmung verwendet.

[1] Obwohl dieser empirischen Theorie das *geozentrische* Weltbild zugrunde lag.

10.3 Die Reduktion der Beobachtungen

Beobachtungen von Kometen (und Planetoiden) liegen heute in einer einheitlichen Form vor, wenn sie in einer der gängigen Publikationen wie z.B. MPC und IAUC[2] veröffentlicht werden. Es sind dann Rektaszensionen und Deklinationen, die sich auf ein Standardäquinoktium (J2000.0) und auf das Zeitsystem UT = Weltzeit = mittlere Zeit in Greenwich (GMT) beziehen. Die Örter sind topozentrisch, wobei die tägliche Aberration und auch die Refraktion im Rahmen der astrometrischen Reduktion bereits vom Beobachter berücksichtigt wurde. Die Vorbereitung der Beobachtungen beschränkt sich also auf die Eliminierung der täglichen Parallaxe, das heißt dem Übergang vom Topozentrum zum Geozentrum. Hierzu muß der Beobachtungsort und die Entfernung des Kometen bekannt sein. Da die Entfernung des Kometen a priori unbekannt ist, läßt man daher die Beobachtungen topozentrisch und transformiert stattdessen die zur Bahnbestimmung erforderlichen rechtwinkligen geozentrischen Sonnenkoordinaten X_0, Y_0, Z_0 auf topozentrische X, Y, Z durch

$$X = X_0 + \Delta X, \quad Y = Y_0 + \Delta Y, \quad Z = Z_0 + \Delta Z. \tag{10.1}$$

Die rechtwinkligen parallaktischen Korrekturen $\Delta X, \Delta Y, \Delta Z$ ergeben sich für jede Beobachtung zusammen mit dem Beobachtungsort aus

$$\Delta X = \Delta_{XY} \cdot \cos\Theta \tag{10.2}$$

$$\Delta Y = \Delta_{XY} \cdot \sin\Theta \tag{10.3}$$

$$\Delta Z = \Delta_Z \tag{10.4}$$

wobei Θ die mittlere Ortssternzeit zum Zeitpunkt der Beobachtung ist. Die Faktoren Δ_{XY}, Δ_Z sind für jeden Beobachtungsort konstant. Sie können wie folgt aus der geographischen Breite ϕ berechnet werden. Ist h die Höhe des Beobachters in Metern über NN und $a = 426.3523 \cdot 10^{-7}$ AE der Äquatorialradius der Erde, so gilt

$$\Delta_{XY} = -a(S + 0.1568h \cdot 10^{-6}) \sin\phi \tag{10.5}$$

$$\Delta_Z = -a(C + 0.1568h \cdot 10^{-6}) \cos\phi \tag{10.6}$$

$$\tag{10.7}$$

[2] MPC: Minor Planet Circular/Minor Planets and Comets und IAUC: International Astronomical Union Circular.

mit

$$f = 1/298.257 \tag{10.8}$$

$$C = \left(\cos^2\phi + (1-f)^2 \sin^2\phi\right)^{-1/2} \tag{10.9}$$

$$S = (1-f)^2 C. \tag{10.10}$$

Für alle Beobachter, die einen MPC-Stationscode besitzen, sind hingegen die Faktoren $\rho\sin\phi', \rho\cos\phi'$ und die geographische Länge λ tabelliert und können z.B. vom MPC abgerufen werden (http://www.cfa.harvard.edu/iau/lists/ObsCodes.html). Dabei bezeichnen ρ und ϕ' die *geozentrische* Entfernung und Breite des Beobachters. Die gesuchten parallaktischen Faktoren erhält man dann durch Multiplikation mit dem Erdäquatorialradius:

$$\Delta_{XY} = -a\rho\sin\phi' \tag{10.11}$$

$$\Delta_Z = -a\rho\cos\phi'. \tag{10.12}$$

Weitere Reduktionen werden nicht angebracht. Die Planetenaberration (Lichtlaufzeit) wird während der Bahnbestimmung berücksichtigt. Ihr Einfluß ist ohnehin recht klein, so daß nur eine Korrektur der Perihelzeit T erfolgen muß.

10.3.1 Reduktion alter Beobachtungen

In der älteren Literatur findet man oft Beobachtungen, die sich auf die mittlere Lage von Himmelsäquator und Frühlingspunkt zum Jahresanfang (z.B. 1927.0) oder auf die wahre Lage von Äquator und Frühlingspunkt zum Beobachtungsdatum beziehen (scheinbarer Ort, z.B. bei Mikrometermessungen). Oftmals wurde als Zeitsystem die mittlere Ortszeit verwendet (und nicht die mittlere Ortszeit eines Zentralmeridians wie z.B. Greenwich oder Berlin). Die Beobachtungen sind daher gegebenenfalls vor Beginn der Bahnbestimmung um solche Effekte wie Nutation, Fixsternaberration, Präzession und Zeitverschiebung zu korrigieren. Derartige Reduktionen sind z.B. in Seidelmann (1992) beschrieben.

Außerdem ist zu beachten, daß photographisch (oder mit CCD) gewonnene Beobachtungen sich auf jenes Referenzsystem beziehen, welches dem verwendeten Sternkatalog als Grundlage dient. Diese Systeme haben im Laufe der Zeit unterschiedliche Veränderungen erfahren (und

mit ihnen folglich auch die Kataloge), so daß die Reduktion von unterschiedlichem Beobachtungsmaterial mit großer Sorgfalt durchzuführen ist. In Hinblick auf die mit dem 1. Januar 1992 wirksam gewordene Umstellung auf das IAU (1976) System sei darauf hingewiesen, daß deutliche Unterschiede zwischen dem Sternkatalog PPM (FK5/J2000.0) und den älteren Katalogen SAOC, AGK3 (FK4/B1950.0) bestehen (neue Präzessionskonstante, Neudefinition des Frühlingspunktes, E-Terme der Aberration etc.). Weiterführende Informationen dazu findet man z.B. in Röser & Bastian (1991), bei Bastian (1991) und insbesondere bei Seidelmann (1992).

10.3.2 Auswahl der Beobachtungen

Die Kometenbahn ist mathematisch durch drei Beobachtungen völlig bestimmt[3], selbst wenn diese aus einer sehr kurzen Zeitspanne (eine Nacht) stammen. Die unvermeidlichen Beobachtungsfehler würden aber zu mehr oder weniger (un)brauchbaren Resultaten führen. Stehen für die Bahnbestimmung mehr als drei Beobachtungen zur Verfügung, wählt man daher drei nicht zu dicht beisammen liegende Beobachtungen aus. Andererseits darf der in dieser Zeit durchschrittene heliozentrische Bahnbogen nicht zu groß sein, da sonst der Fehler, der in der Approximation der Sektor-zu-Dreieck Verhältnisse[4] gemacht wird, spürbar anwächst. Insbesondere sollte man die Beobachtungen so wählen, daß die Zeiten zwischen der ersten und zweiten Beobachtung $(t_2 - t_1)$ sowie der zweiten und dritten Beobachtung $(t_3 - t_2)$ möglichst *gleich* sind. Hiervon hängt die Güte einer zentralen Größe in der Bahnbestimmung nach Olbers maßgeblich ab. In Anbetracht der durchschnittlichen Eigenbewegung eines neu entdeckten Kometen und der Notwendigkeit, möglichst früh eine erste Bahn zu erhalten, dürften die Zwischenzeiten im Bereich weniger Tage liegen.

10.4 Das Zweikörperproblem

Wir betrachten die Bewegung zweier Körper S (Ortsvektor $\mathbf{r}_S$, Masse M) und P (Ortsvektor $\mathbf{r}_P$, Masse m) gemäß dem Newtonschen Gravitationsgesetz

$$\mathbf{F}_{SP} = \gamma Mm \cdot \frac{\mathbf{r}_S - \mathbf{r}_P}{|\mathbf{r}_S - \mathbf{r}_P|^3}.$$

[3] Sieht man von speziellen Ausnahmefällen einmal ab.
[4] Deren Bedeutung wird in Abschnitt 10.5.1 u. 10.5.2 klar werden.

An den Ursprung O unseres Koordinatensystems stellen wir die Forderung, daß er frei von Kräften ist (d.h. inertial). Den Körper S können wir mit der Sonne und den Körper P mit einem Planeten identifizieren. Für die Kräfte, die beide Körper aufeinander ausüben, gilt dann

$$M\ddot{\mathbf{r}}_S = \mathbf{F}_S = +\gamma\frac{mM}{r^2}\frac{\mathbf{r}}{r} \qquad \text{(Kraft die P auf S ausübt)}$$
$$m\ddot{\mathbf{r}}_P = \mathbf{F}_P = -\gamma\frac{mM}{r^2}\frac{\mathbf{r}}{r} \qquad \text{(Kraft die S auf P ausübt),}$$

mit $r = |\mathbf{r}|$.

Der Vektor $\mathbf{r} = \mathbf{r}_P - \mathbf{r}_S$ beschreibt den Ort von P relativ zu S, so daß sich die Relativbewegung von P bzgl. S ergibt als[5]

$$\ddot{\mathbf{r}} = \ddot{\mathbf{r}}_P - \ddot{\mathbf{r}}_S = -\gamma\frac{(M+m)}{r^2}\frac{\mathbf{r}}{r}.$$

Betrachten wir nun den Massenschwerpunkt CM beider Körper. Dieser liegt auf ihrer Verbindungslinie $\mathbf{r} = \mathbf{r}_P - \mathbf{r}_S$ und läßt sich als "gewichtetes Mittel" darstellen durch

$$\mathbf{r}_{CM} = \frac{m\mathbf{r}_P + M\mathbf{r}_S}{m+M} \qquad \Rightarrow \mathbf{r}_S = \left(1+\frac{m}{M}\right)\mathbf{r}_{CM} - \frac{m}{M}\mathbf{r}_P. \tag{10.13}$$

Für $M \gg m$ geht der Ausdruck $m/M \to 0$ und es ist $\mathbf{r}_S = \mathbf{r}_{CM}$, das heißt der Schwerpunkt fällt mit dem (Massen)Zentrum des dominierenden Körpers S zusammen. Dieser Fall liegt in unserem Sonnensystem in großer Näherung vor. Die Masse eines Kometen oder Planetoiden ist gegenüber der Sonnenmasse M verschwindend klein ($m \approx 0$) und selbst beim massereichsten Planeten Jupiter beträgt das Verhältnis m/M nur $1/1047$.

Nach dem Schwerpunktsatz der Physik ist der betrachtete Massenschwerpunkt CM kräftefrei und erfüllt somit die Forderung, die wir an unseren Koordinatenursprung O gestellt haben. Wir legen daher den Ursprung unseres fortan verwendeten Koordinatensystems in das Sonnenzentrum und erhalten dann als Bewegungsgleichung eines Planeten oder Kometen um die Sonne

$$\ddot{\mathbf{r}} + k^2\frac{(1+m)}{r^2}\frac{\mathbf{r}}{r} = 0, \tag{10.14}$$

[5] Differenziere $\mathbf{r} = \mathbf{r}_P - \mathbf{r}_S$ zweimal nach der Zeit und setze für die Beschleunigungen die obigen Ausdrücke ein.

wobei die Sonnenmasse als Masseneinheit definiert ist ($M \equiv 1$). m muß also in Einheiten der Sonnenmasse angegeben werden. Anstatt der allgemeinen Gravitationskonstante γ (in SI-Einheiten) verwenden wir ab jetzt die Gaußsche Konstante $k \equiv 0.01720209895$ (rad) seiner *Theoria motus*. k ist also eine auf den Zentralkörper (Sonne) normierte Gravitationskonstante in astronomischen Maßeinheiten. Aus (10.14) lassen sich die drei Keplerschen Gesetze ableiten. Daher beschreibt die obige Gleichung eine (ungestörte) Keplerbewegung. Sie ist eine vektorielle Differentialgleichung zweiter Ordnung und entspricht drei skalaren Differentialgleichungen zweiter Ordnung. Die Lösung ist durch Integration in geschlossener Form möglich und liefert 6 Integrationskonstanten.

Man kann die Bewegung eines Kometen um die Sonne durch Angabe seines Ortes und seiner Geschwindigkeit für einen Zeitpunkt (Epoche t_1)

$$t = t_1 : \qquad \mathbf{r}_1 = (x_1, y_1, z_1) \quad \dot{\mathbf{r}}_1 = (\dot{x}_1, \dot{y}_1, \dot{z}_1) \qquad \text{(Anfangsbedingungen)}$$

oder seines Ortes für 2 verschiedene Zeiten

$$t = t_1 : \mathbf{r}_1 = (x_1, y_1, z_1) \quad t = t_2 : \mathbf{r}_2 = (x_2, y_2, z_2) \qquad \text{(Randbedingungen)}$$

bestimmen.

Gewöhnlich beschreibt man die Bewegung aber durch Angabe von 6 Bahnelementen $T, q, e, \omega, \Omega, i$ [6]. Diese Kegelschnittelemente erlauben eine besonders anschauliche Interpretation der Bewegung eines Körpers um die Sonne. Die Keplerschen Bahnelemente sind im Kapitel 9 beschrieben und veranschaulicht.

Alle drei Formen von Integrationskonstanten sind äquivalent und lassen sich auch ineinander überführen. Für die Bestimmung der 6 Unbekannten sind 6 unabhängige Größen erforderlich, z.B. drei vollständige, zeitlich verschiedene Richtungsbeobachtungen an der Himmelssphäre (α, δ). Das ist Aufgabe der Bahnbestimmung.

Unter den vielen entwickelten Methoden haben sich in der Rechenpraxis jene bewährt, welche die Bestimmung der Randbedingungen zum Ziel haben, um daraus dann die Bahnelemente abzuleiten (Gaußsches Prinzip). Zur Lösung des Anfangswertproblems (Laplacesches Prinzip) ist es nämlich erforderlich, aus den beiden äußeren Orten durch Differenzenquotientbildung zeitliche Ableitungen für den mittleren Ort zu approximieren, was numerisch oftmals problematisch

[6] Streng gesehen ist die unbekannte Kometenmasse m ein weiteres Bahnelement. Sie ist aber stets – wie auch bei den Planetoiden – in dem hier betrachteten Zweikörperproblem Sonne-Komet vernachlässigbar klein.

und unsicher ist. Die Bahnbestimmung nach Laplace ist in der Literatur ebenfalls ausführlich behandelt (z.B. Bauschinger 1928, Herget 1948, Stumpff 1973, Danby 1988, Boulet 1991, Guthmann 1994).

10.5 Die Bahnbestimmung

10.5.1 Formulierung der Aufgabe

Wie wir im letzten Abschnitt gesehen haben, ist unser Randwertproblem gelöst, wenn wir aus den drei geozentrischen Richtungsbeobachtungen α_i, δ_i (i=1,2,3) zwei vollständige heliozentrische Orte im Raum – nehmen wir $\mathbf{r}_1, \mathbf{r}_3$ – bestimmt haben. Daraus können wir schließlich unsere gesuchten Bahnelemente ableiten.

Bezeichnen wir nun den geozentrischen Ort des Kometen für alle drei Beobachtungszeitpunkte in rechtwinkligen Koordinaten mit

$$\mathbf{r'}_i = \begin{pmatrix} x'_i \\ y'_i \\ z'_i \end{pmatrix} = \Delta_i \begin{pmatrix} \cos\alpha_i \cos\delta_i \\ \sin\alpha_i \cos\delta_i \\ \sin\delta_i \end{pmatrix} = \Delta_i \mathbf{e}_i \qquad (i = 1,2,3). \tag{10.15}$$

Den heliozentrischen Ortsvektor $\mathbf{r}$ des Kometen erhalten wir bei bekannten geozentrischen Sonnenkoordinaten $\mathbf{R}$ durch

$$\mathbf{r}_i = \mathbf{r'}_i - \mathbf{R}_i = \Delta_i \mathbf{e}_i - \mathbf{R}_i \qquad (i = 1,2,3), \tag{10.16}$$

mit den drei geozentrischen Entfernungen Δ_i als einzige Unbekannte. *Das Kernproblem der Bahnbestimmung reduziert sich auf die Ermittlung der zwei geozentrischen Entfernungen* Δ_1 *und* Δ_3, um daraus unsere gesuchten Randwerte $\mathbf{r}_1$ und $\mathbf{r}_3$ abzuleiten.

Betrachten wir nun das 2. Keplersche Gesetz. Es besagt, daß sich der Körper auf einer durch das Sonnenzentrum gehenden Ebene (Bahnebene) bewegt. Jeder beliebige Ortsvektor $\mathbf{r}$ läßt sich daher durch zwei anderen Vektoren als Linearkombination darstellen. Drücken wir daher den mittleren Ort $\mathbf{r}_2$ durch die beiden äußeren aus:

$$\mathbf{r}_2 = n_1 \mathbf{r}_1 + n_3 \mathbf{r}_3 \qquad \text{(Ebenengleichung)}. \tag{10.17}$$

Zusammen mit (10.16) erhalten wir daraus die *geometrische Fundamentalgleichung der Bahnbestimmung:*

$$\Delta_2\mathbf{e}_2 - \mathbf{R}_2 = n_1(\Delta_1\mathbf{e}_1 - \mathbf{R}_1) + n_3(\Delta_3\mathbf{e}_3 - \mathbf{R}_3). \tag{10.18}$$

Multiplizieren wir (10.17) vektoriell mit $\mathbf{r}_1$ bzw. $\mathbf{r}_3$, finden wir[7]

$$\mathbf{r}_1 \times \mathbf{r}_2 = n_3(\mathbf{r}_1 \times \mathbf{r}_3) \quad \text{bzw.} \quad \mathbf{r}_2 \times \mathbf{r}_3 = n_1(\mathbf{r}_1 \times \mathbf{r}_3)$$

und somit schließlich

$$n_1 = \frac{|\mathbf{r}_2 \times \mathbf{r}_3|}{|\mathbf{r}_1 \times \mathbf{r}_3|} \quad \text{bzw.} \quad n_3 = \frac{|\mathbf{r}_1 \times \mathbf{r}_2|}{|\mathbf{r}_1 \times \mathbf{r}_3|}, \tag{10.19}$$

das heißt n_1 und n_3 sind die Verhältnisse der Dreiecksflächen, die von je zwei Ortsvektoren aufgespannt werden. Diese Verhältnisse durch bekannte Größen auszudrücken bzw. zu approximieren, ist Inhalt des nächsten Abschnitts.

10.5.2 Die Dreiecksflächen als Funktion der Zeit

Die unbekannten Verhältnisse der Dreiecksflächen sollen nun durch die zugehörigen Zwischenzeiten $(t_3 - t_2)$, $(t_3 - t_1)$, $(t_2 - t_1)$ ausgedrückt werden. Dazu gehen wir wiederum vom 2. Keplerschen Gesetz aus : der Fahrstrahl (Ortsvektor $\mathbf{r}$) überstreicht in gleichen Zeiten gleiche Sektorflächen, das heißt

$$\frac{dS}{dt} = C = \text{const.} \quad \Rightarrow \quad \int dS = C\int_{t_1}^{t_2} dt.$$

Die Konstante C ist hier nicht von weiterem Interesse, aber sie wird plausiblerweise von der Bahnform und -größe abhängen. Die ausgeführte Integration liefert dann

$$S = C(t_2 - t_1).$$

Der Flächeninhalt S des von den beiden Ortsvektoren $\mathbf{r}_1(t_1), \mathbf{r}_2(t_2)$ eingeschlossenen Kegelschnittsektors ist aber bei kleinen Zwischenzeiten ($\hat{=}$ kleinem Bahnbogen) nur geringfügig

[7] Unter Beachtung von $\mathbf{r} \times \mathbf{r} = 0$.

größer als der Flächeninhalt des zugehörigen Dreiecks[8]:

$$D = \tfrac{1}{2}|\mathbf{r}_1 \times \mathbf{r}_2| = \tfrac{1}{2} r_1 r_2 \sin(v_2 - v_1).$$

Dabei ist v die wahre Anomalie des Kometen (zu einem Zeitpunkt t), das ist der Winkel zwischen den beiden Verbindungslinien Sonne–Perihel und Sonne–Komet (= Radiusvektor). Somit ist das Verhältnis Sektor-zu-Dreieck $\eta = S/D$ für $v_2 - v_1 < 180^\circ$ stets positiv und annähernd gleich Eins. Die Dreiecksflächen D können in erster Näherung durch die Sektorflächen S ersetzt werden und wir erhalten die gesuchte fundamentale Beziehung

$$n_1 = \frac{|\mathbf{r}_2 \times \mathbf{r}_3|}{|\mathbf{r}_1 \times \mathbf{r}_3|} \approx \frac{t_3 - t_2}{t_3 - t_1} \quad \text{bzw.} \quad n_3 = \frac{|\mathbf{r}_1 \times \mathbf{r}_2|}{|\mathbf{r}_1 \times \mathbf{r}_3|} \approx \frac{t_2 - t_1}{t_3 - t_1}. \tag{10.20}$$

10.5.3 Die Parabelbahnbestimmung nach Olbers-Banachiewicz

Wir gehen von der geometrischen Fundamentalgleichung (10.18) aus und multiplizieren skalar mit dem Vektor $(\mathbf{R}_2 \times \mathbf{e}_2)$, um die mittlere Entfernung Δ_2 zu eliminieren:

$$\Delta_2 \mathbf{e}_2 - \mathbf{R}_2 = n_1(\Delta_1 \mathbf{e}_1 - \mathbf{R}_1) + n_3(\Delta_3 \mathbf{e}_3 - \mathbf{R}_3) \qquad | \cdot (\mathbf{R}_2 \times \mathbf{e}_2)$$

$$0 = n_1 \Delta_1 \mathbf{e}_1 \cdot (\mathbf{R}_2 \times \mathbf{e}_2) - n_1 \mathbf{R}_1 \cdot (\mathbf{R}_2 \times \mathbf{e}_2) + n_3 \Delta_3 \mathbf{e}_3 \cdot (\mathbf{R}_2 \times \mathbf{e}_2) - n_3 \mathbf{R}_3 \cdot (\mathbf{R}_2 \times \mathbf{e}_2).$$

Lösen wir nach Δ_3 auf und formen etwas um, so ist

$$\Delta_3 = -\frac{n_1}{n_3} \frac{\mathbf{e}_1 \cdot (\mathbf{R}_2 \times \mathbf{e}_2)}{\mathbf{e}_3 \cdot (\mathbf{R}_2 \times \mathbf{e}_2)} \Delta_1 + \frac{n_1}{n_3} \frac{\mathbf{R}_1 \cdot (\mathbf{R}_2 \times \mathbf{e}_2)}{\mathbf{e}_3 \cdot (\mathbf{R}_2 \times \mathbf{e}_2)} + \frac{\mathbf{R}_3 \cdot (\mathbf{R}_2 \times \mathbf{e}_2)}{\mathbf{e}_3 \cdot (\mathbf{R}_2 \times \mathbf{e}_2)},$$

was sich in einfacher Form schreiben läßt als

$$\Delta_3 = M\Delta_1 + \left[\frac{n_1}{n_3} - \frac{|(\mathbf{R}_2 \times \mathbf{R}_3)|}{|(\mathbf{R}_1 \times \mathbf{R}_2)|}\right] \frac{\mathbf{e}_2 \cdot (\mathbf{R}_1 \times \mathbf{R}_2)}{\mathbf{e}_3 \cdot (\mathbf{R}_2 \times \mathbf{e}_2)} \tag{10.21}$$

mit

$$M = -\frac{n_1}{n_3} \frac{\mathbf{e}_1 \cdot (\mathbf{R}_2 \times \mathbf{e}_2)}{\mathbf{e}_3 \cdot (\mathbf{R}_2 \times \mathbf{e}_2)} = -\frac{t_3 - t_2}{t_2 - t_1} \frac{\mathbf{e}_1 \cdot (\mathbf{R}_2 \times \mathbf{e}_2)}{\mathbf{e}_3 \cdot (\mathbf{R}_2 \times \mathbf{e}_2)}.$$

[8] Auf den Beweis muß wegen seiner Länge verzichtet werden, siehe z.B. (Stracke 1929, S.18ff.).

Im letzten Abschnitt wurde gezeigt, daß die Verhältnisse der Dreiecksflächen n_i in erster Näherung durch die Verhältnisse der Zwischenzeiten approximiert werden können[9]. Dies ist für alle Körper im Sonnensystem gültig, also auch für die Erde. Daher ist

$$\frac{|\mathbf{R}_2 \times \mathbf{R}_3|}{|\mathbf{R}_1 \times \mathbf{R}_2|} \approx \frac{t_3 - t_2}{t_2 - t_1}.$$

Damit fällt der Klammerausdruck [ ] in (10.21) heraus und wir erhalten als *1. Fundamentalgeichung der Olbersschen Methode*

$$\Delta_3 = M\Delta_1, \qquad \text{mit} \quad M = -\frac{t_3 - t_2}{t_2 - t_1} \frac{\mathbf{e}_1 \cdot (\mathbf{R}_2 \times \mathbf{e}_2)}{\mathbf{e}_3 \cdot (\mathbf{R}_2 \times \mathbf{e}_2)}. \tag{10.22}$$

M nimmt den unbestimmten Ausdruck $\frac{0}{0}$ an, wenn der mittlere Kometenort $\mathbf{e}_2$ mit dem mittleren Sonnenort $\mathbf{R}_2$ zusammenfällt. In diesem Ausnahmefall versagen die Gleichungen[10].

Wir benötigen noch eine weitere Gleichung in den beiden Unbekannten Δ_1 und Δ_3. Dann sind die beiden geozentrischen Entfernungen bekannt und die Bahn ist bestimmt. Auf diese 2. Fundamentalgleichung wird im nächsten Abschnitt eingegangen.

10.5.4 Die Eulersche Gleichung

Sie wurde zunächst von L. Euler für die Bewegung in einer Parabel gefunden und später auf alle Kegelschnitte verallgemeinert (Lambertsches Theorem). Auf den Beweis wird hier wegen der Länge verzichtet und auf die Literatur verwiesen (Stumpff 1973, S.246ff). Die Eulersche Gleichung stellt eine dynamische Beziehung zwischen der Summe $r_1 + r_3$ der beiden äußeren Radiusvektoren, der Länge s_2 der zwischen diesen beiden Randpunkten aufgespannten Sehne und der Zwischenzeit $\tau_2 = k(t_3 - t_1)$ her :

$$6\tau_2 = 6k(t_3 - t_1) = (r_1 + r_3 + s_2)^{3/2} - (r_1 + r_3 - s_2)^{3/2}, \tag{10.23}$$

[9] Bei gleichen Zwischenzeiten ist die Näherung sogar von 2. Ordnung.

[10] Die Bahnbestimmung ist prinzipiell dennoch möglich, da wir bei drei vollständigen Beobachtungen und fünf zu bestimmenden Größen eine überzählige Information haben. Vgl. etwa Bauschinger(1928, S.372ff.).

wenn der Winkel $\angle(\mathbf{r}_1,\mathbf{r}_3) = (v_3 - v_1) < 180°$. Unser Ziel ist, einen Näherungswert für Δ_1 zu berechnen. Daher lösen wir die Gleichung nach der Sehne s_2 auf und erhalten diese als Funktion von $r_1 + r_3$ und τ_2:

$$s_\mathrm{d} \equiv s_2 = \mathrm{f}(\tau_2, r_1 + r_3).$$

Der Index 'd' soll auf die dynamische Definition verweisen. Nach dem (dreidimensionalen) Lehrsatz von Phytagoras läßt sich diese Sehne aber auch rein geometrisch berechnen durch

$$s_\mathrm{g}^2 = |(\mathbf{r}_3 - \mathbf{r}_1)|^2 = (x_3 - x_1)^2 + (y_3 - y_1)^2 + (z_3 - z_1)^2.$$

Verwenden wir wiederum unsere bekannten Ausdrücke für $\mathbf{r}_1, \mathbf{r}_3$

$$\mathbf{r}_1 = \Delta_1 \mathbf{e}_1 - \mathbf{R}_1 \quad \text{und} \quad \mathbf{r}_3 = \Delta_3 \mathbf{e}_3 - \mathbf{R}_3 = M\Delta_1 \mathbf{e}_3 - \mathbf{R}_3, \tag{10.24}$$

so folgt dann

$$\mathbf{r}_3 - \mathbf{r}_1 = (M\mathbf{e}_3 - \mathbf{e}_1)\Delta_1 - (\mathbf{R}_3 - \mathbf{R}_1)$$

$$s_\mathrm{g}^2 \equiv |(\mathbf{r}_3 - \mathbf{r}_1)|^2 = (M\mathbf{e}_3 - \mathbf{e}_1)^2\Delta_1^2 - 2(M\mathbf{e}_3 - \mathbf{e}_1)\cdot(\mathbf{R}_3 - \mathbf{R}_1)\Delta_1 + (\mathbf{R}_3 - \mathbf{R}_1)^2,$$

was sich in der einfachen Form

$$s_\mathrm{g}^2 = g^2 + 2gh\cos\chi\,\Delta_1 + h^2\Delta_1^2 \tag{10.25}$$

schreiben läßt, mit

$$\begin{aligned} g^2 &= (\mathbf{R}_3 - \mathbf{R}_1)^2 \\ h^2 &= (M\mathbf{e}_3 - \mathbf{e}_1)^2 \\ 2gh\cos\chi &= -2(M\mathbf{e}_3 - \mathbf{e}_1)\cdot(\mathbf{R}_3 - \mathbf{R}_1). \end{aligned}$$

Durch Einsetzen der Ausdrücke für r_1, r_3, s_g in (10.23) erhalten wir eine Gleichung mit einer Unbekannten Δ_1. Die elementare Auflösung nach Δ_1 ist aber sehr unbequem. Einfacher ist es, mittels regula falsi zu lösen, oder man variiert Δ_1 iterativ solange, bis die Bedingung

$s_g - s_d = 0$ mit gewünschter Genauigkeit erfüllt ist. Die gesuchten geozentrischen Entfernungen Δ_1 und Δ_3 sind nun bekannt und wir können zur Berechnung der Bahnelemente übergehen.

10.5.5 Ableitung der Bahnelemente

Zur Berechnung der Bahnelemente aus Randwerten verwenden wir einen Vektor $\mathbf{r}_0$, der in der Bahnebene senkrecht auf $\mathbf{r}_1$ steht $(\mathbf{r}_1 \cdot \mathbf{r}_0 = 0)$. Mit

$$\mathbf{r}_1 = \mathbf{e}_1\Delta_1 - \mathbf{R}_1 \quad \text{und} \quad \mathbf{r}_3 = \mathbf{e}_3\Delta_3 - \mathbf{R}_3 \tag{10.26}$$

sei dann

$$\mathbf{r}_0 = \mathbf{r}_3 - \frac{\mathbf{r}_1 \cdot \mathbf{r}_3}{r_1^2}\mathbf{r}_1, \qquad r_0^2 = \frac{r_1^2 r_3^2 - (\mathbf{r}_1 \cdot \mathbf{r}_3)^2}{r_1^2}. \tag{10.27}$$

Die wahren Anomalien v_1, v_3 berechnen sich eindeutig (da $(v_3 - v_1) < 180^\circ$) aus

$$\sin(v_3 - v_1) = \frac{r_0 r_1}{r_1 r_3} \tag{10.28}$$

$$\cos(v_3 - v_1) = \frac{\mathbf{r}_1 \cdot \mathbf{r}_3}{r_1 r_3} \tag{10.29}$$

$$\tan\tfrac{1}{2}(v_3 + v_1) = \frac{(r_3 - r_1)\sin\frac{1}{2}(v_3 - v_1)}{2\sqrt{r_1 r_3} - (r_1 + r_3)\cos\frac{1}{2}(v_3 - v_1)}. \tag{10.30}$$

Die Periheldistanz q ist gegeben durch

$$q = r_1 \cos\tfrac{1}{2}v_1^2 = r_3 \cos\tfrac{1}{2}v_3^2. \tag{10.31}$$

Die mittleren Anomalien erhalten wir aus

$$M_1 = \frac{\sqrt{2}}{k}\left(\tan\tfrac{1}{2}v_1 + \tfrac{1}{3}\tan\frac{1}{2}v_1^3\right) \tag{10.32}$$

$$M_3 = \frac{\sqrt{2}}{k}\left(\tan\tfrac{1}{2}v_3 + \tfrac{1}{3}\tan\frac{1}{2}v_3^3\right). \tag{10.33}$$

Vor Berechnung der Perihelzeit werden die Beobachtungszeiten t_1, t_3 noch um die Lichtlaufzeit korrigiert:[11]

$$t_1^* = t_1 - 0.00578\Delta_1 \tag{10.34}$$

$$t_3^* = t_3 - 0.00578\Delta_3 \tag{10.35}$$

$$T = t_1^* - M_1 q^{3/2} = t_3^* - M_3 q^{3/2} \tag{10.36}$$

Die Gaußschen Bahnvektoren (bezogen auf das Äquatorsystem!) $\mathbf{P} = (P_x, P_y, P_z)$ und $\mathbf{Q} = (Q_x, Q_y, Q_z)$ werden berechnet aus

$$\mathbf{P} = \frac{\mathbf{r}_1}{r_1}\cos v_1 - \frac{\mathbf{r}_0}{r_0}\sin v_1 \tag{10.37}$$

$$\mathbf{Q} = \frac{\mathbf{r}_1}{r_1}\sin v_1 + \frac{\mathbf{r}_0}{r_0}\cos v_1. \tag{10.38}$$

Sie können zur Berechnung einer Ephemeride verwendet werden (siehe Kapitel 9), denn ein Ortsvektor $\mathbf{r}(t)$ hat die Darstellung

$$\mathbf{r}(t) = r\cos v(t)\mathbf{P} + r\sin v(t)\mathbf{Q}. \tag{10.39}$$

Die Bahnlage errechnet sich schließlich eindeutig (da $i < 180°$) aus

$$\sin i \sin\Omega = P_y Q_z - P_z Q_y \tag{10.40}$$

$$\sin i \cos\Omega = -\cos\varepsilon(Q_x P_z - P_x Q_z) - \sin\varepsilon(P_x Q_y - P_y Q_x) \tag{10.41}$$

$$\cos i = -\sin\varepsilon(Q_x P_z - P_x Q_z) + \cos\varepsilon(P_x Q_y - P_y Q_x) \tag{10.42}$$

$$\sin\omega = -(Q_x\cos\Omega + Q_y\sin\Omega\cos\varepsilon + Q_z\sin\Omega\sin\varepsilon) \tag{10.43}$$

$$\cos\omega = P_x\cos\Omega + P_y\sin\Omega\cos\varepsilon + P_z\sin\Omega\sin\varepsilon. \tag{10.44}$$

Hierbei ist ε die Schiefe der Ekliptik für jenes Äquinoktium, in dem auch die Beobachtungen und die Sonnenkoordinaten vorliegen, z.B. ist

$$\varepsilon_{1950.0} = 23.^\circ 44578787 \quad \text{und} \quad \varepsilon_{2000.0} = 23.^\circ 43929111.$$

Die Bahnlage definiert durch $\mathbf{P}, \mathbf{Q}$ bzw. ω, Ω, i bezieht sich dann auf dieses Äquinokti-

[11] 0.00578 ist das Reziproke der Lichtgeschwindigkeit in mittlerer Sonnentag/AE.

um. Aus diesem Grunde sollte es immer zusammen mit den Elementen angegeben werden.

10.5.6 Rechenschema

Gegeben sind drei vollständige Beobachtungen (α_i, δ_i) zu den Zeiten t_i. Die Zeiten werden zweckmäßigerweise in das Julianische Datum JD umgewandelt und es soll sein $t_1 < t_2 < t_3$. Die rechtwinkligen Sonnenkoordinaten $\mathbf{R}_i$ sind bereits wegen täglicher Parallaxe korrigiert (siehe Abschnitt (10.3))[12]. Sie müssen in voller Genauigkeit (7–8 Stellen)[13] vorliegen, genäherte Sonnenkoordinaten reichen nicht aus.

a) Hilfsgrößen:

$$\tau_1 = k(t_3 - t_2), \quad \tau_3 = k(t_2 - t_1), \quad \tau_2 = k(t_3 - t_1) \tag{10.45}$$

$$\text{mit} k = 0.01720209895\,\text{rad}$$

$$\mathbf{e}_i = \begin{pmatrix} \cos\alpha_i \cos\delta_i \\ \sin\alpha_i \cos\delta_i \\ \sin\delta_i \end{pmatrix}, \qquad (i = 1,2,3) \tag{10.46}$$

$$g = |\mathbf{R}_3 - \mathbf{R}_1| = \sqrt{(\mathbf{R}_3 - \mathbf{R}_1) \cdot (\mathbf{R}_3 - \mathbf{R}_1)} \tag{10.47}$$

$$f_1 = -\mathbf{e}_1 \cdot \mathbf{R}_1 \tag{10.48}$$

$$l_1 = \sqrt{R_1^2 - f_1^2} \tag{10.49}$$

$$M = -\frac{\tau_1}{\tau_3} \frac{\mathbf{e}_1 \cdot (\mathbf{R}_2 \times \mathbf{e}_2)}{\mathbf{e}_3 \cdot (\mathbf{R}_2 \times \mathbf{e}_2)} \tag{10.50}$$

$$\tag{10.51}$$

[12] Weil die Parallaxe i.a. unter $10''$ liegt, kann man u.U. bei einer ersten Bahnbestimmung – vor allem bei semigenauen Positionen – auch darauf verzichten, wenn z.B. der Beobachtungsort nicht genannt ist.

[13] Z.B. aus der vollständigen Newcombschen Sonnentheorie oder aus einem Jahrbuch wie *The Astronomical Almanac* (für den Zeitpunkt t durch Interpolation ermittelt).

Eingang a1: (10.52)

$$\mathbf{h} = M\mathbf{e}_3 - \mathbf{e}_1 \tag{10.53}$$

$$h = \sqrt{\mathbf{h}\cdot\mathbf{h}} = \sqrt{M^2 + 1 - 2M(\mathbf{e}_1\cdot\mathbf{e}_3)} \tag{10.54}$$

$$f_3 = -\frac{1}{M}(\mathbf{e}_3\cdot\mathbf{R}_3) \tag{10.55}$$

$$l_3 = \sqrt{\frac{R_3^2}{M^2} - f_3^2} \tag{10.56}$$

$$f = \frac{1}{h^2}\mathbf{h}\cdot(\mathbf{R}_1 - \mathbf{R}_3) \tag{10.57}$$

$$l = \sqrt{\frac{g^2}{h^2} - f^2}. \tag{10.58}$$

b) Berechnung von Δ_1: Der nachfolgende Iterationsalgorithmus ist solange durchzuführen, bis sich der Wert von r_1 und r_3 gegenüber dem letzten Iterationsschritt im Rahmen der geforderten Genauigkeit ($\approx 1\cdot 10^{-8}$) nicht mehr ändert. Gelegentlich tritt nur schwache Konvergenz ein. In der Literatur sind aber Vorschläge zur Konvergenzbeschleunigung gegeben (Wepner 1982, S.265ff). Wir beginnen mit einem geschätzten Startwert für r_{13} , etwa $r_{13} = 2.5$:

$$\mu = \frac{2\tau_2}{r_{13}^{3/2}} \tag{10.59}$$

$$\sin\Theta = \tfrac{3}{\sqrt{8}}\mu \tag{10.60}$$

$$s = r_{13}\sqrt{8}\sin\tfrac{\Theta}{3}\sqrt{\cos\tfrac{2\Theta}{3}} \tag{10.61}$$

$$\Delta_1 = \sqrt{\frac{s^2}{h^2} - l^2} - f \tag{10.62}$$

$$r_1 = \sqrt{(\Delta_1 + f_1)^2 + l_1^2} \tag{10.63}$$

$$r_3 = M\sqrt{(\Delta_1 + f_3)^2 + l_3^2} \tag{10.64}$$

$$r_{13} = r_1 + r_3. \tag{10.65}$$

c) Verbesserung von M: Sind die Zwischenzeiten sehr ungleich oder sehr groß, so weicht das Verhältnis Sektor-zu-Dreieck zu stark von Eins ab und es müssen Terme höherer

Ordnung mitgenommen werden. Auch der Klammerausdruck [ ] in Gleichung (10.21) ist dann ungleich Null. In diesem Fall sollte vor Ableitung der Elemente der Wert von M verbessert werden[14]:

$$C_2 = \frac{\mathbf{e}_2 \cdot (\mathbf{R}_1 \times \mathbf{R}_2)}{\mathbf{e}_3 \cdot (\mathbf{R}_2 \times \mathbf{e}_2)} \tag{10.66}$$

$$r_2 = \frac{\tau_1 r_1 + \tau_3 r_3}{\tau_2} \tag{10.67}$$

$$n_1^{(0)} = \frac{\tau_1}{\tau_2} \tag{10.68}$$

$$n_3^{(0)} = \frac{\tau_3}{\tau_2} \tag{10.69}$$

$$\nu_1 = \tfrac{1}{6}\tau_1\tau_3(1+n_1^{(0)}) \tag{10.70}$$

$$\nu_3 = \tfrac{1}{6}\tau_1\tau_3(1+n_3^{(0)}) \tag{10.71}$$

$$\tag{10.72}$$

$$n_1 = n_1^{(0)} + \frac{\nu_1}{r_2^3} \tag{10.73}$$

$$n_3 = n_3^{(0)} + \frac{\nu_3}{r_2^3} \tag{10.74}$$

$$m = \left[\frac{n_1}{n_3} - \frac{|\mathbf{R}_2 \times \mathbf{R}_3|}{|\mathbf{R}_1 \times \mathbf{R}_2|}\right] C_2 \tag{10.75}$$

$$M_{\text{verb.}} = M + \frac{m}{\Delta_1}. \tag{10.76}$$

Mit dem neuen Wert $M_{\text{verb.}}$ wird nun die Rechnung ab Eingang a1) wiederholt.

d) Ableitung der Bahnelemente: Aus dem Iterationsverfahren haben wir Δ_1 und $\Delta_3 = M\Delta_1$ erhalten. Die Bahnelemente werden mit den Formeln aus Abschnitt (10.5.5) berechnet.

[14] Man kann das Verhältnis Sektor-zu-Dreieck mittels geeigneten Iterationsverfahren theoretisch mit beliebiger Genauigkeit bestimmen, hier genügt eine erste Verbesserung.

e) Nachrechnen der mittleren Beobachtung: Mit diesen Bahnelementen wird ein Ephemeridenort für den mittleren Zeitpunkt t_2 berechnet. Weicht dieser stark vom beobachteten Ort (α_2, δ_2) ab, so können dafür verschiedene Ursachen vorliegen:

1. Fehlerhafte Beobachtungen (oft genug der Fall).
2. M ist schlecht bestimmt. Es sollte daher verbessert werden (Schritt c), wenn dies nicht bereits im Laufe der Rechnung getan wurde. Mit dem verbesserten Wert für M führt man die *gesamte* Rechnung ab Eingang a1) noch einmal durch.
3. Durch die Beobachtungen läßt sich keine Parabel legen. Es handelt sich z.B. um einen kurzperiodischen Kometen. Ein Hinweis darauf wäre eine sehr kleine Inklination ($i \lesssim 5°$), welche (statistisch) meistens nur bei kurzperiodischen Kometen vorkommt.

Damit ist die Parabelbahnbestimmung abgeschlossen.

10.6 Die Bahnverbesserung

Beobachtungen sind immer mit unvermeidlichen Beobachtungsfehlern behaftet, die gerade bei dem diffusen Aussehen eines Kometen relativ groß sein können. Eine erste Bahn wird i.a. aus drei Beobachtungen bestimmt, die zeitlich recht nahe beisammen liegen. Daher verursachen Fehler in diesen Beobachtungen eine immer schlechtere Darstellung von weiteren, zeitlich entfernteren Beobachtungen[15]. Die berechnete Bahn weicht also immer mehr von der beobachteten Bahn ab. Es entsteht daher die Aufgabe, die vorläufigen Bahnelemente derart zu verbessern, daß diese mit allen vorhandenen Beobachtungen so weit wie möglich im Einklang stehen. Wir stellen die Forderung, daß die Summe der Quadrate aller Restfehler (Beobachtung minus Rechnung, auch O–C für Observed–Calculated)

$$\Delta\alpha = \alpha_B - \alpha_R \tag{10.77}$$

$$\Delta\delta = \delta_B - \delta_R \tag{10.78}$$

minimal wird, also

$$\sum(\cos\delta\Delta\alpha)^2 + \sum(\Delta\delta)^2 \longrightarrow \text{ Minimum.}$$

[15] Hinzu kommen noch die gravitativen Störungen durch die großen Planeten.

Dieses, von C.F.Gauß formulierte Ausgleichsprinzip wird als *Methode der Kleinsten Quadrate* bezeichnet. Es ist eines der wichtigsten Ausgleichsprinzipien und wird in zahlreichen Werken zur numerischen Mathematik behandelt (z.B. Wolf 1975, Gotthardt 1978, Press *et al.* 1992, Brandt 1992).

Es bieten sich mehrere Möglichkeiten an, um einen Zusammenhang zwischen den Restfehlern und einem neuen, verbesserten Elementesystem herzustellen:

- *Die Variation der Elemente:* Hier werden die Bahnelemente solange variiert, bis die Quadratsumme der daraus resultierenden Restfehler (Beobachtung–Rechnung) wie gefordert minimal wird.

- *Die Variation der geozentrischen Distanzen:* Wie wir bei der Bahnbestimmung gesehen haben, ist ein Elementesystem durch die Angabe von zwei geozentrischen Ortsvektoren $(\alpha_1, \delta_1, \Delta_1; \alpha_3, \delta_3, \Delta_3)$ vollständig bestimmt. Während (α, δ) vorgegebene Richtungsbeobachtungen sind, ergaben sich die Entfernungen aus der Bahnbestimmung. Man kann diese Entfernungen nun variieren und für jede Variation ein neues Elementesystem ableiten, aus dem sich wieder neue Restfehler ergeben. Jenes Elementesystem, das die kleinste Fehlerquadratsumme liefert, ist das gesuchte.

- *Die Variation der rechtwinkligen Koordinaten:* Bei den modernen Methoden der speziellen Störungsrechung (siehe Abschnitt 10.7) rechnet man i.a. in rechtwinkligen Koordinaten x, y, z und Geschwindigkeiten $\dot{x}, \dot{y}, \dot{z}$, die den Kegelschnittelementen äquivalent sind. Drückt man (α, δ) als Funktion von Ort und Geschwindigkeit aus,

$$\alpha = \alpha(x, y, z, \dot{x}, \dot{y}, \dot{z})$$
$$\delta = \delta(x, y, z, \dot{x}, \dot{y}, \dot{z}),$$

  so kann wiederum durch eine Variation der rechtwinkligen Koordinaten und Geschwindigkeiten die Restfehlerquadratsumme minimiert werden. Die korrespondierenden klassischen Elemente lassen sich aus den ermittelten Werten für $x, y, z, \dot{x}, \dot{y}, \dot{z}$ berechnen.

Der Einfachheit halber wird angenommen, daß die Ephemeridenörter (α_R, δ_R) mit den Formeln des Zweikörperproblems (z.B. aus Kapitel 9) berechnet werden. Die Bahnverbesserung wird nachfolgend anhand der *Variation der Elemente* beschrieben. Andererseits wird

nicht ausgeschlossen, daß die Ephemeridenörter exakt (d.h. inklusive der Planetenstörungen) berechnet werden, wenn dem Leser ein entsprechendes Programm zur numerischen Integration vorliegt. Weitere Bemerkungen hierzu und Literaturhinweise findet man im Abschnitt 10.7.

10.6.1 Die Variation der Elemente

Der Kern dieser Methode ist, die Änderung in den Richtungskoordinaten α und δ unmittelbar als lineare Funktionen der Bahnelemente T,q,e,ω,Ω,i auszudrücken. Es sei also $\alpha = \alpha(T,q,e,\omega,\Omega,i)$ und $\delta = \delta(T,q,e,\omega,\Omega,i)$. Gehen wir davon aus, daß die Restfehler $\Delta\alpha,\Delta\delta$ klein sind, so können wir sie als Differentiale $d\alpha,d\delta$ betrachten. Bilden wir nun in jeder Koordinate das totale Differential:

$$\begin{aligned} \cos\delta\, d\alpha &= \cos\delta\left(\frac{\partial\alpha}{\partial T}dT+\frac{\partial\alpha}{\partial q}dq+\frac{\partial\alpha}{\partial e}de+\frac{\partial\alpha}{\partial\omega}d\omega+\frac{\partial\alpha}{\partial\Omega}d\Omega+\frac{\partial\alpha}{\partial i}di\right)\\ d\delta &= \frac{\partial\delta}{\partial T}dT+\frac{\partial\delta}{\partial q}dq+\frac{\partial\delta}{\partial e}de+\frac{\partial\delta}{\partial\omega}d\omega+\frac{\partial\delta}{\partial\Omega}d\Omega+\frac{\partial\delta}{\partial i}di \end{aligned} \tag{10.79}$$

Auf die formale Herleitung der partiellen Differentialquotienten sei hier verzichtet[16]. Die Formeln für deren Berechnung sind im Rechenschema angegeben. Für jeden Zeitpunkt t_i erhalten wir also zwei Bedingungsgleichungen der Form (10.79). Mit n Beobachtungen stehen uns dann $2n$ Gleichungen für die Berechnung der 6 Unbekannten $dT,dq,de,d\omega,d\Omega,di$ zur Verfügung[17]. Ist $n \geq 3$ haben wir mehr Gleichungen als Unbekannte, das Gleichungssystem ist überbestimmt. Wir können es dann unter Anwendung eines Ausgleichsprinzips lösen. Dies geschieht mit der eingangs beschriebenen Methode der Kleinsten Quadrate. Zweckmäßig ist es, zur Matrixschreibweise überzugehen, so daß die Gleichungen (10.79) die folgende Form

[16] Da dies keinen tieferen Einblick in die Methode bietet. Siehe dazu etwa Stracke (1929, S.322ff.).

[17] Man sollte bei der Bahnverbesserung die Variation der Exzentrizität e ebenfalls zulassen, um auch parabelnahe Bahnen zu erhalten.

annehmen:

$$\begin{pmatrix} \cos\delta\frac{\partial\alpha_1}{\partial T} & \dots & \cos\delta\frac{\partial\alpha_1}{\partial i} \\ \frac{\partial\delta_1}{\partial T} & \dots & \frac{\partial\delta_1}{\partial i} \\ \vdots & & \vdots \\ \cos\delta\frac{\partial\alpha_n}{\partial T} & \dots & \cos\delta\frac{\partial\alpha_n}{\partial i} \\ \frac{\partial\delta_n}{\partial T} & \dots & \frac{\partial\delta_n}{\partial i} \end{pmatrix} \cdot \begin{pmatrix} dT \\ dq \\ de \\ d\omega \\ d\Omega \\ di \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} \cos\delta d\alpha_1 \\ d\delta_1 \\ \vdots \\ \cos\delta d\alpha_n \\ d\delta_n \end{pmatrix} \tag{10.80}$$

oder als Matrixgleichung:

$$\mathbf{B}\cdot\mathbf{dE} = \mathbf{dL}. \tag{10.81}$$

Die Matrix **B**, welche die Koeffizienten der Bedingungsgleichungen enthält (Differentialquotienten), ist von der Dimension $2n \times 6$. Der Vektor **dE** enthält die Änderungen der Elemente und hat die Dimension 6×1. Auf der rechten Seite steht der Vektor **dL** der Dimension $2n \times 1$, in dem die berechneten Restfehler abgelegt sind. Wie man die $2n$ Bedingungsgleichungen (10.80) nach der Methode der Kleinsten Quadrate löst, ist im nachfolgenden Rechenschema beschrieben.

10.6.2 Rechenschema

Gegeben sind die Bahnelemente $T, q, e, \omega, \Omega, i$ sowie n Beobachtungen α_i, δ_i zu den Zeiten $t_i \quad (i = 1, \dots, n)$. Die Beobachtungen sind bereits reduziert (siehe Abschnitt 10.3).

Schritt b) und c) führt man für alle Zeiten $t_1, \dots, t_n$ durch. Damit hat man die Koeffizienten für die $2n$ Bedingungsgleichungen berechnet. In Schritt d-f) werden die verbesserten Elemente und mit Schritt g) deren mittlere Fehler berechnet.

a) Vorbereitung: Da die Bahnverbesserung im Äquatorsystem durchgeführt wird[18], müssen auch die Bahn(lage)elemente auf dieses System bezogen sein. Allgemein werden die

[18] In dem ja die Beobachtungen vorliegen.

Bahnelemente aber im Ekliptiksystem angegeben. Daher ist vor Beginn der Bahnverbesserung eine Transformation in das Äquatorsystem und danach eine Rücktransformation notwendig[19].

Seien ω, Ω, i die Lageelemente vor der Transformation und ω', Ω', i' jene nach der Transformation und sei ITR wie folgt definiert:

$$ITR = \begin{cases} +1 & \text{für die Transformation vom Ekliptik- zum Äquatorsystem.} \\ -1 & \text{umgekehrt.} \end{cases}$$

Dann gilt

$$\sin i' \sin \Omega' = \sin i \sin \Omega \tag{10.82}$$

$$\sin i' \cos \Omega' = \sin i \cos \Omega \cos \varepsilon + ITR \cdot \cos i \sin \varepsilon \tag{10.83}$$

$$\cos i' = \cos i \cos \varepsilon - ITR \cdot \sin i \cos \Omega \sin \varepsilon \tag{10.84}$$

$$\sin i' \sin(\Delta\omega) = \sin \Omega \sin \varepsilon \tag{10.85}$$

$$\sin i' \cos(\Delta\omega) = ITR \cdot \cos i \cos \Omega \sin \varepsilon + \sin i \cos \varepsilon \tag{10.86}$$

$$\omega' = \omega + \Delta\omega. \tag{10.87}$$

b) Berechnung der Restfehler: Berechne für den Zeitpunkt t_i einen Ephemeridenort α_i^R, δ_i^R und bilde die Restfehler (Residuen) $\cos\delta_i d\alpha_i = \cos\delta_i(\alpha_i - \alpha_i^R)$, $d\delta_i = \delta_i - \delta_i^R$. Die Restfehler sind in *Bogensekunden* in der weiteren Rechnung zu verwenden[20].

c) Berechnung der Differentialquotienten: Aus der Ephemeridenrechnung (Schritt b) ist $r, \Delta, v, u = v + \omega$ bekannt. Dann ist

$$A = \cos u \cos(\alpha - \Omega) \qquad D = \sin u \sin(\alpha - \Omega)$$

$$B = \cos u \sin(\alpha - \Omega) \qquad m = \cos u \cot \delta$$

$$C = \sin u \cos(\alpha - \Omega) \qquad n = \sin u \cot \delta$$

[19] Dabei ist aber darauf zu achten, daß man bei der Berechnung der Ephemeridenörter auch die Formeln für das Äquatorsystem verwendet!

[20] Was auch numerisch sinnvoller ist, weil man dann nicht mit allzu kleinen Größen rechnet.

Kontrolle: $A^2+B^2+C^2+D^2=1$

Weiter sei

$$\cos\delta\frac{\partial\alpha}{\partial\omega}=\frac{r}{\Delta}(A\cos i+D) \tag{10.88}$$

$$\frac{\partial\delta}{\partial\omega}=\frac{r}{\Delta}\sin\delta(-B\cos i+C+m\sin i) \tag{10.89}$$

$$\cos\delta\frac{\partial\alpha}{\partial\Omega}=\frac{r}{\Delta}(A+D\cos i) \tag{10.90}$$

$$\frac{\partial\delta}{\partial\Omega}=\frac{r}{\Delta}\sin\delta(-B+C\cos i) \tag{10.91}$$

$$\cos\delta\frac{\partial\alpha}{\partial i}=-\frac{r}{\Delta}C\sin i \tag{10.92}$$

$$\frac{\partial\delta}{\partial i}=\frac{r}{\Delta}\sin\delta(D\sin i+n\cos i). \tag{10.93}$$

Für die weiteren Elemente $E=T,q,e$ erhält man die Differentialquotienten aus

$$\cos\delta\frac{\partial\alpha}{\partial E}=\frac{1}{\Delta}(-B+C\cos i)\frac{\partial r}{\partial E}+\frac{r}{\Delta}(A\cos i+D)\frac{\partial v}{\partial E} \tag{10.94}$$

$$\frac{\partial\delta}{\partial E}=\frac{\sin\delta}{\Delta}(-A-D\cos i+n\sin i)\frac{\partial r}{\partial E}+\frac{r}{\Delta}\sin\delta(-B\cos i+C+m\sin i)\frac{\partial v}{\partial E}, \tag{10.95}$$

wobei sich die Größen $\partial r/\partial E$ und $\partial v/\partial E$ errechnen aus

$$\tau=\tan\tfrac{1}{2}v \tag{10.96}$$

$$\frac{\partial r}{\partial T}=-\frac{k''\sin v}{\sqrt{2q}} \tag{10.97}$$

$$\frac{\partial r}{\partial q}=\cos v \tag{10.98}$$

$$\frac{\partial r}{\partial e}=\tfrac{1}{2}q\sin^2\tfrac{1}{2}v(2+\tau^2+\tfrac{1}{5}\tau^4) \tag{10.99}$$

$$\frac{\partial v}{\partial T}=-\frac{k''\sqrt{2q}}{r^2} \tag{10.100}$$

$$\frac{\partial v}{\partial q}=-\frac{1}{q}\sin v(1+\tfrac{1}{2}\cos v) \tag{10.101}$$

$$\frac{\partial v}{\partial e}=\tfrac{1}{4}\sin v\cos^2\tfrac{1}{2}v(1-\tau^2-\tfrac{4}{5}\tau^4). \tag{10.102}$$

Dabei ist $k'' = 61''.92755622$ die in Bogensekunden (Rad) ausgedrückte Gaußsche Konstante.

d) Aufstellen der Normalgleichungen: Diese werden durch Quadrieren der Bedingungsgleichungen aufgestellt. Sei nun $\mathbf{B^T}$ die Transponierte von $\mathbf{B}$. Dann gilt:

$$\mathbf{N} = \mathbf{B^T} \cdot \mathbf{B} \quad \text{und} \quad \mathbf{n} = \mathbf{B^T} \cdot \mathbf{dL}. \tag{10.103}$$

Somit erhält man die Normalgleichungen in der Form

$$\mathbf{N} \cdot \mathbf{dE} = \mathbf{n}. \tag{10.104}$$

Die Matrix $\mathbf{N}$ ist von der Dimension 6×6 und der Vektor $\mathbf{n}$ hat die Dimension 6×1.

e) Berechnung der Lösung: Durch Multiplikation mit der Inversen $\mathbf{N^{-1}}$ erhalten wir die gesuchte Lösung der Normalgleichungen (10.104):

$$\mathbf{dE} = \mathbf{N^{-1}} \cdot \mathbf{n} \tag{10.105}$$

Über die Invertierung von Matrizen geben zahlreiche Mathematikbücher Auskunft. Das einfachste und bekannteste ist das Eliminationsverfahren von Gauß.

f) Verbesserung der Elemente: Im Vektor $\mathbf{dE} = (dT, dq, de, d\omega, d\Omega, di)$ stehen die Änderungen, so daß sich die verbesserten Bahnelemente ergeben aus

$$T_{\text{neu}} = T_{\text{alt}} + dT, \qquad q_{\text{neu}} = q_{\text{alt}} + dq, \qquad e_{\text{neu}} = e_{\text{alt}} + de, \qquad \text{usw.} \tag{10.106}$$

Dabei ist zu beachten: in den Bedingungsgleichungen sind alle Größen in Bogensekunden ausgedrückt. Daher ergeben sich auch die Verbesserungen in dieser Einheit, außer dT, da man die Konstante k'' ja bereits in Bogensekunden angesetzt hat. Um dq und de im Längenmaß zu erhalten, muß man sie mit $\sin 1''$ multiplizieren.

g) Mittlerer Fehler der Elemente: Zunächst berechnen wir die Fehlerquadratsumme vv:

$$vv = \mathbf{dL^T} \cdot \mathbf{dL} - \mathbf{n^T} \cdot \mathbf{dE}. \tag{10.107}$$

Den mittleren Fehler μ einer Beobachtung[21] erhalten wir aus

$$\mu = \sqrt{\frac{vv}{m-u}}, \tag{10.108}$$

wobei m die Anzahl der verwendeten Bedingungsgleichungen (= $2n$ Beobachtungen) und $u = 6$ die Anzahl der Unbekannten (variierte Elemente) ist. Schließlich können dann die mittleren Fehler der Unbekannten berechnet werden mittels

$$\mu_T = \mu\sqrt{Q_{11}}, \quad \mu_q = \mu\sqrt{Q_{22}}, \quad \mu_e = \mu\sqrt{Q_{33}}, \quad \mu_\omega = \mu\sqrt{Q_{44}}, \quad \text{usw.}, \tag{10.109}$$

wobei die Faktoren $Q_{11}, \ldots, Q_{66}$ ("Gewichtsreziproke") die Hauptdiagonalelemente der Matrix $\mathbf{N^{-1}}$ sind:

$$\mathbf{N^{-1}} = \begin{pmatrix} Q_{11} & & \\ & \ddots & \\ & & Q_{66} \end{pmatrix}. \tag{10.110}$$

h) Bestimmte Elemente konstant halten: Manchmal möchte man bei der Ausgleichung ein bestimmtes Element nicht variieren. Beispielsweise soll bei einer zu verbessernden Parabelbahn ($e = 1$) die Exzentrizität (3-tes Element) nicht verändert werden. Will man allgemein das k-te Element konstant halten, so muß man in der Matrix $\mathbf{N}$ die k-te Zeile und Spalte auf Null setzen, mit Ausnahme des Hauptdiagonalelementes N_{kk}, das man auf 1 setzt. Im Vektor $\mathbf{n}$ setzt man die k-te Position ebenfalls auf Null. An der Rechnung ändert sich sonst nichts.

[21] Hier ist Beobachtung im Sinne einer Gleichung, also Koordinate zu verstehen. Der mittlere Fehler einer vollständigen Beobachtung (α, δ) ist dann folglich $\sqrt{2}\mu$.

10.6.3 Anmerkung

Ist die zu verbessernde Bahn sehr fehlerhaft, so sind die sehr großen Restfehler (auch annähernd) keine Differentiale mehr und die Bahnverbesserung divergiert. Da die Ephemeridenörter (zur Berechnung der Residuen) mit den Formeln der ungestörten Keplerbewegung berechnet werden, gehen die Planetenstörungen nicht in die Bahnverbesserung mit ein. Berechnet man eine Bahn mit Beobachtungen über einen sehr großen Zeitraum (z.B. mehrere Erscheinungen eines periodischen Kometen), so kann dies keine optimalen Ergebnisse liefern, da in diesem Falle auch Planetenstörungen berücksichtigt werden müssen[22]. Zielsetzung dieses Kapitels ist es aber, dem Kometenbeobachter mit relativ wenig Formalismus die Möglichkeit zu geben, einen Kometen in einer aktuellen Erscheinung in seiner Bahn zu verfolgen und Rechnungen mit eigenen oder fremden Beobachtungen durchzuführen.

10.7 Spezielle Störungsrechnung

Das allgemeine n-Körper-Problem kann nicht mehr in geschlossener Form gelöst werden. Früher hat man Lösungen in Form von komplizierten Reihenentwicklungen aufgestellt (allgemeine Störungsrechnung), heute geschieht das i.a. nur noch für die großen Planeten (und oftmals wurde die Lösung selbst erst durch eine numerische Integration berechnet).

In einem n-Körper-System ist die Bewegung des i-ten Körpers gegeben durch

$$m_i \ddot{\mathbf{r}}_i = -k^2 m_i \sum_{j=1, j\neq i}^{n} m_j \frac{\mathbf{r}_i - \mathbf{r}_j}{(\mathbf{r}_i - \mathbf{r}_j)^{3/2}}. \tag{10.111}$$

Sollen zusätzlich relativistische und (bei Kometen wichtiger) nichtgravitative Effekte berücksichtigt werden, kommen auf der rechten Seite noch Terme hinzu die i.a. Funktion von $(r, \mathbf{r}, \dot{\mathbf{r}}, \ddot{\mathbf{r}})$ sind. Wir haben also ein System von $3n$ gewöhnlichen Differentialgleichungen zweiter Ordnung zu lösen. Wir können diese aber auch umschreiben und in ein System von Differentialgleichungen erster Ordnung überführen (Anfangswertproblem). Es gibt zahlreiche Verfahren in der numerischen Mathematik, die der Lösung solcher Probleme dienen und mit dem Einzug der Computer eine große Bedeutung erlangt haben. Für einen allgemeinen Einblick sei der Leser

[22] Auch in anderen Situationen, wie z.B. einer großen Annäherung an einen Planeten, wird es zu fehlerhaften Ergebnissen kommen.

auf die umfangreiche Literatur zur numerischen Mathematik verwiesen (z.B. Press *et al.* 1992, Stummel & Hainer 1971). Eine Einführung in diese Thematik mit Bezug auf die spezielle Störungsrechnung findet man u.a. bei Guthmann (1994), Bucerius (1966) und Stumpff (1973). Die Anwendung einfacher Einschrittverfahren in der speziellen Störungsrechung sind z.B. in Boulet (1991) und Danby (1988) beschrieben. Mehrschrittverfahren zur speziellen Störungsrechnung sind z.B. bei Schubart (1966) und bei Oesterwinter & Cohen (1972) angegeben. Ein leistungsfähiges PECE (Prädiktor-Korrektor)-Verfahren wird ausführlich bei Shampine & Gordon (1984) beschrieben[23].

Literaturverzeichnis

[1] Bastian,U. (1991): Warum man von 1950 nach 2000 nicht einfach präzedieren darf. *Sterne und Weltraum* 30, S.489.

[2] Bauschinger,J. (1928): *Die Bahnbestimmung der Himmelskörper.* 2.Aufl.,Leipzig.

[3] Boulet, D. (1991): *Methods of orbit determination for the microcomputer.* Willmann-Bell, Richmond, USA.

[4] Bucerius,H. (1966): *Himmelsmechanik.* Band I+II, BI-Hochschultaschenbuch 143/143a + 144/144a, Mannheim.

[5] Danby, J.M.A. (1988): *Fundamentals of Celestial Mechanics.* 2.Aufl., Willmann-Bell, Richmond, USA.

[6] Gotthardt,E. (1978): *Einführung in die Ausgleichsrechnung.* 2.Aufl., Karlsruhe.

[7] Guthmann, A. (1994): *Einführung in die Himmelsmechanik und Ephemeridenrechnung.* BI-Wissenschaftsverlag, Mannheim. (Enthält ein sehr ausführliches Literaturverzeichnis!)

[8] Herget,P. (1948): *The Computation Of Orbits.* Cincinnati.

[9] Montenbruck,O. & Pfleger,T. (1994): *Astronomie mit dem Personal Computer.* 2.Aufl.,Springer-Verlag, Heidelberg.

[10] Oesterwinter,C. & Cohen,C.J. (1972): New Elements for Moon and Planets. *Naval Surface Weapons Center Technical Report.* TR-2693, Dahlgren, Virgina.

[11] Olbers,W. (1797): *Abhandlung über die leichteste und bequemste Methode, die Bahn eines Kometen zu berechnen.* Weimar.

[12] Röser,S. & Bastian,U. (1991): Introduction to PPM. In: *PPM Star Catalogue*, Heidelberg.

[13] Press, W.H. *et al.* (1992): *Numerical Recipes.* Cambridge University Press.

[23] Eine PASCAL-Übersetzung des angegebenen FORTRAN-Programmes findet man bei Montenbruck & Pfleger (1994).

[14] Schubart, J. & Stumpff, P. (1966): On an n-body program of high accuracy for the computation of ephemerides of minor planets and comets. *Veröffentlichungen* des Astronomischen Rechen-Institutes (ARI), Nr. 18, Heidelberg.

[15] Seidelmann,P.K. (Ed.) (1992): *Explanatory Supplement to the Astronomical Almanac.* University Science Books, California.

[16] Shampine, L.F. & Gordon, M.K. (1984): *Computer-Lösungen gewöhnlicher Differentialgleichungen.* Vieweg, Braunschweig/Wiesbaden.

[17] Stracke,G. (1929): *Bahnbestimmung der Planeten und Kometen.* Berlin.

[18] Stummel, F. & Hainer, K. (1971): *Praktische Mathematik.* B.G. Teubner, Stuttgart.

[19] Stumpff, K. (1973): *Himmelsmechanik.* Band I–III, 2.Aufl., Berlin.

[20] Wepner, W. (1982): *Mathematisches Hilfsbuch für Studierende und Freunde der Astronomie.* 2.Aufl., Treugesell-Verlag Dr. Vehrenberg KG, Düsseldorf.

[21] Wolf, H. (1975): *Ausgleichsrechnung. Formeln zur praktischen Anwendung.* Bonn.

A Was tun nach einer Kometenentdeckung?

In die Lage, die Entdeckung eines Kometen in korrekter Weise weitermelden zu ”müssen”, wird man sehr wahrscheinlich nie kommen. Völlig auszuschließen ist dies aber auch nicht, weshalb nachfolgend geschildert wird, was in einem solchen Fall zu tun ist.

Nach einer Kometenentdeckung stellen sich für den Entdecker drei quälende Fragen:

- Wie stelle ich sicher, daß es wirklich ein Komet ist?
- Ist der Komet eventuell längst entdeckt?
- Wie melde ich die Entdeckung schnell und sicher weiter?

Die häufig zu hörende Antwort ”wende Dich an eine Fachsternwarte!”, ist heutzutage nur sehr eingeschränkt richtig. Vielerorts gibt es keinen kontinuierlichen Beobachtungsbetrieb mehr, da die Fachastronomen zunehmend Beobachtungszeit auf internationalen Observatorien wahrnehmen und zu Hause ihre Beobachtungsdaten lediglich auswerten. Somit erreicht man nachts häufig nur Personen, die mit Auswertungen beschäftigt sind und kaum die Frage beantworten können, ob das verdächtige Objekt ein neuer oder alter Komet ist, oder nicht vielleicht doch nur ein Artefakt in einer Aufnahme.

Ist das verdächtige Objekt ein Komet?

Diese Frage kann der Beobachter eigentlich nur selbst beantworten. Auch das Central Bureau for Astronomical Telegrams (CBAT), weist immer wieder darauf hin, daß es keinesfalls Beobachtungen selbst nachprüft. Alle verfügbaren Sternkarten und Nebelkataloge sollten konsultiert werden. Größere Fernrohre bzw. CCD-Aufnahmen zeigen häufig Galaxien, die so schwach sind,

daß sie nicht im NGC enthalten sind. Hier hilft z.B. der Vergleich mit dem *Palomar Observatory Sky Survey* (POSS), den nur Fachsternwarten besitzen. Im Internet ist der POSS aber unter http://stdatu.stsci.edu/dss/dss_form.html zu erreichen. Eine 100fach komprimierte CD-Version ist als *RealSky* verfügbar.

Häufig sehen auch enge Sterngruppen sehr ”nebelartig” aus, man sollte also auch die Vergrößerung steigern. Die **Bewegung des Objekts** ist ein sicheres Zeichen. Sie sollte nach einigen Minuten bis höchstens Stunden zu erkennen sein.

Aufnahmen sollten kritisch auf Artefakte wie z.B. Reflexe heller Sterne außerhalb des Gesichtsfelds (sog. Geisterbilder) geprüft werden. Bei der visuellen Beobachtung kann man durch leichtes Schwenken des Fernrohrs feststellen, ob es ein Geisterbild ist. Trotzdem wird das CBAT von ”Kometenentdeckungen direkt bei Jupiter” überschwemmt... Aus diesem Grund sollte es sich der Beobachter zur Gewohnheit machen, von jedem Feld immer mindestens zwei Aufnahmen anzufertigen. Zur Erkennung von Geisterbildern wird die Kamera zwischen den Aufnahmen auf eine andere Bildmitte geschwenkt.

Alle diese Bemerkungen sollen eines verdeutlichen: Der Beobachter muß nach einer Kometenentdeckung *Ruhe bewahren* und trotz aufkommender Torschlußpanik und Euphorie selbstkritisch prüfen, ob er sicher sein kann, einen Kometen vor sich zu haben. Es ist sehr zu empfehlen, zusätzlich einen zweiten (möglichst erfahrenen) Beobachter, der noch in der gleichen Nacht erreicht werden kann, um Verifizierung der eigenen Beobachtung zu bitten.

Handelt es sich um einen bekannten Kometen?

Jeder Kometensucher wird sicherlich einen Überblick über die zur Zeit sichtbaren Kometen haben. Es kann also bei einem guten Beobachter kaum vorkommen, daß das Objekt schon sehr lange bekannt ist. Es kann aber sein, daß der Komet erst einige Tage zuvor entdeckt wurde oder aber ein bekannter, schwacher Komet seine Helligkeit kurz vor der Beobachtung drastisch steigerte. Hier hilft der Comet Checker des CBAT (http://scully.cfa.harvard.edu/~cgi/CheckCMT) in geeigneter Weise.

Wohin meldet man seine Kometenentdeckung?

Die **offizielle** Meldestelle der IAU für Entdeckungen ist das *Central Bureau for Astronomical Telegrams (CBAT)* in Cambridge, USA. Telegramme gibt es seit 1995 nicht mehr beim CBAT. Heutzutage wird die Entdeckung entweder direkt via Email (mailto:cbat@cfa.harvard.edu) oder mittels des Entdeckungsformulars (http://www.cfa.harvard.edu/iau/CometDiscovery.html) gemeldet.

Das CBAT entscheidet (nach bestimmten Regularien) darüber, wer als Entdecker anerkannt wird und es informiert weitere Personen, die den neu entdeckten Kometen weiter verfolgen bzw. die Beobachtung eventuell absichern. Das CBAT gibt schließlich eine Entdeckungsmeldung in Form eines IAU-Zirkulars heraus.

B Die VdS-Fachgruppe Kometen

Die VdS-Fachgruppe Kometen hat es sich zum Ziel gesetzt, alle an der Kometenbeobachtung interessierten Amateurastronomen umfassend bei der Beobachtung und Auswertung zu unterstützen. Zu diesem Zweck erscheint fünf mal im Jahr der *Schweifstern*, das Mitteilungsblatt der VdS-Fachgruppe Kometen, mit den neuesten Informationen über die aktuellen Kometen, Artikel von Mitgliedern, Leserbriefe und Fachgruppeninterna. Hier finden sich Übersichts- und Aufsuchkarten, sowie aktuelle Lichtkurven.

Stets aktuelle Informationen können von den Internetseiten der FG Kometen abgerufen werden. Unter der URL http://kometen.fg-vds.de/index.htm finden sich Entdeckungsmeldungen, Beobachtungshilfen, ein Bilderarchiv sowie Analysen zu den aktuell sichtbaren Kometen. Schließlich betreut die FG Kometen die Kometenrubrik im *VdS-Journal für Astronomie* und in *Sterne und Weltraum*.

Ein wichtiges Anliegen der FG Kometen ist die Veröffentlichung von Auswertungen über alle hinreichend beobachteten Kometen. Diese werden hauptsächlich im *VdS-Journal für Astronomie* und in *Sterne und Weltraum* veröffentlicht. Vorläufige Auswertungen finden sich auf den Internetseiten der FG Kometen.

Ein weiteres wichtiges Ziel ist die Standardisierung der Kometenbeobachtung durch die verbindliche Anwendung international akzeptierter Schätzmethoden und die Verwendung allgemein anerkannter Helligkeitssequenzen. Um ersteres zu erreichen, wurde dieses Taschenbuch erstellt, letzteres wird durch die Veröffentlichung verbindlicher Schätzkarten im *Schweifstern* unterstützt.

Innerhalb der FG Kometen wurden einzelne Fachgebiete eingerichtet:

- Visuelle Kometenbeobachtung und -auswertung
- Photographische Kometenbeobachtung und -auswertung

- Kometenzeichnungen
- Astrometrie
- Spektroskopie und Photometrie

In gewissen Zeitabständen organisiert die FG Kometen ein Treffen der Kometenbeobachter. Sie ist zudem Mitorganisator der jährlich stattfindenden ”Planeten- und Kometentagung”.

Die Kontaktadresse der FG Kometen findet sich auf den o.g. Internetseiten der FG Kometen.

C Hilfstafeln

C.1 Tabelle der Tagesbruchteile

Umrechnungstabelle Stunde und Minute (in UT) in Tagesbruchteile (.ddd)

	Minuten											
Stunde	0	5	10	15	20	25	30	35	40	45	50	55
0	.000	.003	.007	.010	.014	.017	.021	.024	.028	.031	.035	.038
1	.042	.045	.049	.052	.056	.059	.063	.066	.069	.073	.076	.080
2	.083	.087	.090	.094	.097	.101	.104	.108	.111	.115	.118	.122
3	.125	.128	.132	.135	.139	.142	.146	.149	.153	.156	.160	.163
4	.167	.170	.174	.177	.181	.184	.188	.191	.194	.198	.201	.205
5	.208	.212	.215	.219	.222	.226	.229	.233	.236	.240	.243	.247
6	.250	.253	.257	.260	.264	.267	.271	.274	.278	.281	.285	.288
7	.292	.295	.299	.302	.306	.309	.313	.316	.319	.323	.326	.330
8	.333	.337	.340	.344	.347	.351	.354	.358	.361	.365	.368	.372
9	.375	.378	.382	.385	.389	.392	.396	.399	.403	.406	.410	.413
10	.417	.420	.424	.427	.431	.434	.438	.441	.444	.448	.451	.455
11	.458	.462	.465	.469	.472	.476	.479	.483	.486	.490	.493	.497
12	.500	.503	.507	.510	.514	.517	.521	.524	.528	.531	.535	.538
13	.542	.545	.549	.552	.556	.559	.563	.566	.569	.573	.576	.580
14	.583	.587	.590	.594	.597	.601	.604	.608	.611	.615	.618	.622
15	.625	.628	.632	.635	.639	.642	.646	.649	.653	.656	.660	.663
16	.667	.670	.674	.677	.681	.684	.688	.691	.694	.698	.701	.705
17	.708	.712	.715	.719	.722	.726	.729	.733	.736	.740	.743	.747
18	.750	.753	.757	.760	.764	.767	.771	.774	.778	.781	.785	.788
19	.792	.795	.799	.802	.806	.809	.813	.816	.819	.823	.826	.830
20	.833	.837	.840	.844	.847	.851	.854	.858	.861	.865	.868	.872
21	.875	.878	.882	.885	.889	.892	.896	.899	.903	.906	.910	.913
22	.917	.920	.924	.927	.931	.934	.938	.941	.944	.948	.951	.955
23	.958	.962	.965	.969	.972	.976	.979	.983	.986	.990	.993	.997

Wichtig: UT = MEZ − 1 h bzw. UT = MESZ − 2 h

C.2 Extinktionstabellen (Quelle: ICQ 14, 55-59)

Atmosphärische Extinktion (in Größenklassen) bei durchschnittlicher Atmosphäre

		Höhe (in m) über NN				
z[°]	h[°]	0	500	1000	2000	3000
0	90	0.28	0.24	0.21	0.16	0.13
10	80	0.29	0.24	0.21	0.16	0.13
20	70	0.30	0.25	0.22	0.17	0.14
30	60	0.32	0.28	0.24	0.19	0.15
40	50	0.37	0.31	0.27	0.21	0.17
45	45	0.40	0.34	0.29	0.23	0.19
50	40	0.44	0.37	0.32	0.25	0.21
55	35	0.49	0.42	0.36	0.28	0.23
60	30	0.56	0.48	0.41	0.32	0.26
62	28	0.60	0.51	0.44	0.34	0.28
64	26	0.64	0.54	0.47	0.37	0.30
66	24	0.69	0.59	0.51	0.39	0.32
68	22	0.75	0.64	0.55	0.43	0.35
70	20	0.82	0.70	0.60	0.47	0.39
71	19	0.86	0.73	0.63	0.49	0.40
72	18	0.91	0.77	0.66	0.52	0.43
73	17	0.96	0.81	0.70	0.55	0.45
74	16	1.02	0.86	0.74	0.58	0.48
75	15	1.08	0.92	0.79	0.62	0.51
76	14	1.15	0.98	0.84	0.66	0.54
77	13	1.24	1.05	0.91	0.71	0.58
78	12	1.34	1.13	0.98	0.76	0.63
79	11	1.45	1.23	1.06	0.83	0.68
80	10	1.59	1.34	1.16	0.91	0.74
81	9	1.75	1.48	1.28	1.00	0.82
82	8	1.94	1.65	1.42	1.11	0.91
83	7	2.19	1.86	1.60	1.25	1.03
84	6	2.50	2.12	1.83	1.43	1.17
85	5	2.91	2.46	2.13	1.66	1.36
86	4	3.45	2.93	2.53	1.97	1.62
87	3	4.23	3.59	3.10	2.42	1.99
88	2	5.41	4.59	3.96	3.09	2.54
89	1	7.38	6.26	5.40	4.22	3.46
90	0	11.24	9.53	8.23	6.42	5.28

Atmosphärische Extinktion (in Größenklassen) bei winterlicher Atmosphäre (niedriger Wasserdampfgehalt)

		Höhe (in m) über NN				
z[°]	h[°]	0	500	1000	2000	3000
0	90	0.25	0.21	0.19	0.15	0.13
10	80	0.25	0.22	0.19	0.15	0.13
20	70	0.26	0.23	0.20	0.16	0.14
30	60	0.28	0.25	0.22	0.17	0.15
40	50	0.32	0.28	0.24	0.20	0.17
45	45	0.35	0.30	0.26	0.21	0.18
50	40	0.38	0.33	0.29	0.24	0.20
55	35	0.43	0.37	0.33	0.26	0.22
60	30	0.49	0.42	0.37	0.30	0.25
62	28	0.52	0.45	0.40	0.32	0.27
64	26	0.56	0.48	0.43	0.34	0.29
66	24	0.60	0.52	0.46	0.37	0.31
68	22	0.65	0.57	0.50	0.40	0.34
70	20	0.72	0.62	0.55	0.44	0.37
71	19	0.75	0.65	0.57	0.46	0.39
72	18	0.79	0.69	0.60	0.49	0.41
73	17	0.84	0.72	0.64	0.52	0.43
74	16	0.89	0.77	0.68	0.55	0.46
75	15	0.94	0.82	0.72	0.58	0.49
76	14	1.01	0.87	0.77	0.62	0.52
77	13	1.08	0.94	0.82	0.67	0.56
78	12	1.16	1.01	0.89	0.72	0.60
79	11	1.26	1.10	0.97	0.78	0.66
80	10	1.38	1.20	1.06	0.85	0.72
81	9	1.52	1.32	1.16	0.94	0.79
82	8	1.70	1.47	1.29	1.05	0.88
83	7	1.91	1.65	1.46	1.18	0.99
84	6	2.18	1.89	1.66	1.34	1.13
85	5	2.53	2.20	1.93	1.56	1.31
86	4	3.01	2.61	2.30	1.86	1.56
87	3	3.69	3.20	2.82	2.28	1.91
88	2	4.72	4.09	3.60	2.91	2.45
89	1	6.44	5.58	4.91	3.97	3.34
90	0	9.80	8.50	7.49	6.05	5.08

Atmosphärische Extinktion (in Größenklassen) bei sommerlicher Atmosphäre (hoher Wasserdampfgehalt)

		Höhe (in m) über NN				
z[°]	h[°]	0	500	1000	2000	3000
0	90	0.32	0.26	0.22	0.17	0.14
10	80	0.32	0.27	0.23	0.17	0.14
20	70	0.34	0.28	0.24	0.18	0.15
30	60	0.37	0.30	0.26	0.20	0.16
40	50	0.41	0.34	0.29	0.22	0.18
45	45	0.45	0.37	0.32	0.24	0.19
50	40	0.49	0.41	0.35	0.26	0.21
55	35	0.55	0.46	0.39	0.30	0.24
60	30	0.63	0.53	0.45	0.34	0.27
62	28	0.68	0.56	0.48	0.36	0.29
64	26	0.72	0.60	0.51	0.39	0.31
66	24	0.78	0.65	0.55	0.42	0.34
68	22	0.85	0.70	0.60	0.45	0.36
70	20	0.93	0.77	0.65	0.50	0.40
71	19	0.97	0.81	0.69	0.52	0.42
72	18	1.02	0.85	0.72	0.55	0.44
73	17	1.08	0.90	0.76	0.58	0.47
74	16	1.15	0.95	0.81	0.61	0.49
75	15	1.22	1.01	0.86	0.65	0.53
76	14	1.30	1.08	0.92	0.70	0.56
77	13	1.40	1.16	0.99	0.75	0.60
78	12	1.51	1.25	1.07	0.81	0.65
79	11	1.64	1.36	1.16	0.88	0.71
80	10	1.79	1.49	1.26	0.96	0.77
81	9	1.97	1.64	1.39	1.06	0.85
82	8	2.19	1.83	1.55	1.18	0.95
83	7	2.47	2.06	1.75	1.32	1.07
84	6	2.82	2.35	1.99	1.51	1.22
85	5	3.28	2.73	2.32	1.76	1.41
86	4	3.90	3.25	2.75	2.09	1.68
87	3	4.78	3.98	3.38	2.56	2.06
88	2	6.11	5.09	4.32	3.28	2.63
89	1	8.33	6.93	5.89	4.47	3.59
90	0	12.68	10.56	8.97	6.80	5.47

C.3 Tabelle mit der endgültigen Bezeichnung der ersten 150 periodischen Kometen

Nachfolgend ist die offizielle Bezeichnung aller periodischen Kometen, deren Bahnen hinreichend abgesichert sind, gemäß der neuen Nomenklatur wiedergegeben. Die Bezeichnung setzt sich zusammen aus dem dreistelligen Code, der Kennzeichnung bzgl. der Natur des Objekts (D/ bedeutet, der Komet ist verschollen bzw. existiert nicht mehr) und dem Namen des Kometen.

1P/Halley	2P/Encke	3D/Biela
4P/Faye	5D/Brorsen	6P/d'Arrest
7P/Pons-Winnecke	8P/Tuttle	9P/Tempel 1
10P/Tempel 2	11D/Tempel-Swift	12P/Pons-Brooks
13P/Olbers	14P/Wolf	15P/Finlay
16P/Brooks 2	17P/Holmes	18P/Perrine-Mrkos
19P/Borrelly	20D/Westphal	21P/Giacobini-Zinner
22P/Kopff	23P/Brorsen-Metcalf	24P/Schaumasse
25D/Neujmin 2	26P/Grigg-Skjellerup	27P/Crommelin
28P/Neujmin 1	29P/Schwassmann-Wachmann 1	30P/Reinmuth 1
31P/Schwassmann-Wachmann 2	32P/Comas Sola	33P/Daniel
34P/Gale	35P/Herschel-Rigollet	36P/Whipple
37P/Forbes	38P/Stephan-Oterma	39P/Oterma
40P/Väisälä 1	41P/Tuttle-Giacobini-Kresak	42P/Neujmin 3
43P/Wolf-Harrington	44P/Reinmuth 2	45P/Honda-Mrkos-Pajdusakova
46P/Wirtanen	47P/Ashbrook-Jackson	48P/Johnson
49P/Arend-Rigaux	50P/Arend	51P/Harrington
52P/Harrington-Abell	53P/Van Biesbroeck	54P/de Vico-Swift
55P/Tempel-Tuttle	56P/Slaughter-Burnham	57P/du Toit-Neujmin-Delporte
58P/Jackson-Neujmin	59P/Kearns-Kwee	60P/Tsuchinshan 2
61P/Shajn-Schaldach	62P/Tsuchinshan 1	63P/Wild 1
64P/Swift-Gehrels	65P/Gunn	66P/du Toit
67P/Churyumov-Gerasimenko	68P/Klemola	69P/Taylor
70P/Kojima	71P/Clark	72P/Denning-Fujikawa
73P/Schwassmann-Wachmann 3	74P/Smirnova-Chernykh	75P/Kohoutek
76P/West-Kohoutek-Ikemura	77P/Longmore	78P/Gehrels 2
79P/du Toit-Hartley	80P/Peters-Hartley	81P/Wild 2
82P/Gehrels 3	83P/Russell 1	84P/Giclas
85P/Boethin	86P/Wild 3	87P/Bus
88P/Howell	89P/Russell 2	90P/Gehrels 1

91P/Russell 3
92P/Sanguin
93P/Lovas 1
94P/Russell 4
95P/Chiron
96P/Machholz 1
97P/Metcalf-Brewington
98P/Takamizawa
99P/Kowal 1
100P/Hartley 1
101P/Chernykh
102P/Shoemaker 1
103P/Hartley 2
104P/Kowal 2
105P/Singer Brewster
106P/Schuster
107P/Wilson-Harrington
108P/Ciffreo
109P/Swift-Tuttle
110P/Hartley 3
111P/Helin-Roman-Crockett
112P/Urata-Niijima
113P/Spitaler
114P/Wiseman-Skiff
115P/Maury
116P/Wild 4
117P/Helin-Roman-Alu 1
118P/Shoemaker-Levy 4
119P/Parker-Hartley
120P/Mueller 1
121P/Shoemaker-Holt 2
122P/de Vico
123P/West-Hartley
124P/Mrkos
125P/Spacewatch
126P/IRAS
127P/Holt-Olmstead
128P/Shoemaker-Holt 1
129P/Shoemaker-Levy 3
130P/McNaught-Hughes
131P/Mueller 2
132P/Helin-Roman-Alu 2
133P/Elst-Pizarro
134P/Kowal-Vavrova
135P/Shoemaker-Levy 8
136P/Mueller 3
137P/Shoemaker-Levy 2
138P/Shoemaker-Levy 7
139P/Väisälä-Oterma
140P/Bowell-Skiff
141P/Machholz
142P/Ge-Wang
143P/Kowal-Mrkos
144P/Kushida
145P/Shoemaker-Levy 5
146P/Shoemaker-LINEAR
147P/Kushida-Muramatsu
148P/Anderson-LINEAR
149P/Mueller
150P/LONEOS

D Email-Format der FG Kometen für visuelle Beobachtungen

Visuelle Beobachtungen können der VdS-Fachgruppe Kometen mittels des Beobachtungsbogens (Anhang F) oder via Email übermittelt werden. Die aktuelle Adresse kann den WWW-Seiten der FG Kometen entnommen werden (siehe Anhang B). Sofern die technischen Möglichkeiten für die Email-Übermittlung vorhanden sind, sollte diese Art der Datenweitergabe gewählt werden, da sie eine wesentlich effektivere Datenverarbeitung (ohne erneute Dateneingabe) ermöglicht. Nachfolgend wird das hierfür zu verwendende, pro Datenzeile 101 Spalten umfassende, *erweiterte ICQ-Format* mit einer Erläuterung der einzelnen Felder vorgestellt. Direkt darunter findet man zwei Beispiele. Zu beachten ist insbesondere, daß für alle (auch ganze) Zahlen der jeweilige Dezimalpunkt für die Positionierung maßgebend ist.

```
1         2         3         4         5         6         7         8         9       10
12345678901234567890123456789012345678901234567890123456789012345678901234567890123456789012345678901
IIIYYYYMnL JJJJ MM DD.DDdeM[mm.m:rfAAA.ATF/VVVV >dd.ddnDC >t.tt GGG:       Beobachter##Mag:
   1995O1  1995 08 17.564 S 10.5:GA 35.0L 5 100   1.1  2/  0.05 235        Mueller     5.7M
false nucleus 12.5m
   1995O1  1996 09 02.34  B  5.8 AA  9.0M11  39  15    7  &1     45:       Maier       4  :
```

Erläuterung:

III	der dreistellige Code für periodische Kometen (siehe Anhang C.3); bleibt bei nichtperiodischen Kometen leer; bei periodischen Kometen, die in ihrer ersten Erscheinung beobachtet werden bitte ein P in Spalte 3 setzen.
YYYY	Jahr der Entdeckung.
Mn	Halbmonats-Buchstabe und laufende Ziffer (bei mehr als 9 Kometen pro Halbmonat gilt: 10=a, 11=b,...).
L	bei Kometen, die in mehreren Fragmenten zerbrochen sind die Bezeichnung der Komponente, auf die sich die Beobachtung bezieht.

JJJJ	Jahr der Beobachtung.
MM	Monat der Beobachtung.
DD.DDd	Tag und Tagesbruchteil der Beobachtung (d optional, sofern der Zeitpunkt der Beobachtung auf 0.001 Tage genau bestimmt wurde); siehe Anhang C.1.
e	Schlüssel zu einer eventuell angebrachten Extinktionskorrektur (siehe Anhang E).
M	Schätzmethode (siehe Anhang E).
[mm.m:	Helligkeit, evtl. mit Unsicherheitszeichen (:) in Spalte 33 bzw. Zeichen [für "schwächer als" in Spalte 28.
rf	Quelle der benutzten Vergleichssternhelligkeiten (siehe Anhang E).
AAA.A	Objektivdurchmesser in cm.
T	Instrumententyp (siehe Anhang E).
F/	Öffnungsverhältnis.
VVVV	Vergrößerung.
>dd.dd	Komadurchmesser in Bogenminuten (in Spalte 49 evtl. Zeichen & für unsicher oder $<,>$); bei Durchmessern $> 99.99'$ Spalte 49 verwenden.
n	Anmerkungen bzgl. einer zentralen Kondensation (siehe Kap. 3, Seite 55).
DC	DC-Wert, für Zwischenwerte mit / (z.B. DC $1-2=1/$), (:) für unsicher.
>t.tt	Schweiflänge in Grad (in Spalte 59 evtl. Zeichen & für unsicher oder $>,<$). Bei Schweifen $> 9.99°$ Spalte 59 verwenden.
GGG:	Positionswinkel in Grad, (:) sofern unsicher.
Beob.	Beobachtername (max. 12-stellig) oder ICQ-Kürzel.
Mag:	Grenzgröße; evtl. mit Unsicherheitszeichen oder Schlüssel für Störeinflüsse (siehe Anhang E).

E Schlüssellisten

Für die Felder Helligkeitsschätzmethode (MM), Instrumententyp (Typ) und Vergleichssternsequenz (Ref.), sowie für Anmerkungen in Bezug auf Extinktionskorrekturen und Störeinflüsse existieren internationale Schlüssel (*The International Comet Quarterly Observation Keys*).

Helligkeitsschätzmethode (Feld MM)

Abk.	Bedeutung
B	Bobrovnikoff (Out-Out)
G	Bloßes Auge und defokussierende Einheit (Brille/Okular)
I	In-Fokus (meist mit bloßem Auge)
K	Keen (Fernglas in und out)
M	Morris
S	Sidgwick (In-Out)
P	Photographisch
C	Totale CCD-Helligkeit (ungefiltert)
L	Photoelektrisch B
U	Photoelektrisch U
V	Photoelektrisch V
W	Photoelektrisch (ohne Angabe des Bandes)
N	Kernhelligkeit (mithilfe von CCD oder visuellen Schätzmethoden)

Instrumentyp (Feld Typ)

Abk.	Bedeutung
A	Kamera
B	Fernglas
C	Cassegrain
E	Bloßes Auge
J	Jones-Bird (korrigierter sphärischer Newton)
L	Newton
M	Maksutov
R	Refraktor
S	Schmidt-Newtonian
T	Schmidt-Cassegrain
Y	Ritchey-Chretien

Vergleichssternsequenz (Feld Ref.)

Empfohlene Quellen

Abk.	Bedeutung
AC	AAVSO-Karte (Erstellungsdatum 2000+).
AE	Planeten-Helligkeit nach dem neuen IAU-System (nur helle Kometen).
AT	Arizona-Tonantzintla Catalogue (S&T July 1965).
AU	ASAS-3 V-Helligkeiten, dabei aber "Search: V-band" unter "Photomtric Catalog" anklicken (http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=II/264/asas3).
BR	V-Helligkeiten der Coma-Haufen-Sterne (Boerngen and Richter, A.N. 299, 177).
BS	Johnson V-Photometrie von Brian Skiff (Lowell Observatory) unter http://www.kusastro.kyoto-u.ac.jp/vsnet/catalogs/skiffchart.html.
C	Photovisuelle Helligkeiten aus "Cape Photographic Catalogue for 1950.0", in Annals of the Cape Observatory, Vols. 17-22.
CA	M44 Standardsequenz von Henden and Kaitchuck in Astronomical Photometry 1982.
CO	UBV-Photometrie von 39 Sternen ($11.7^{m} < V < 18.7^{m}$) aus "A New Stellar Standard Sequence in the Comet Cluster of Galaxies" (Astron.Nach. 299, 117).
CS	Catalogue of Stellar Identifications (Strasbourg 1979).
CL	Photometrie von Hoag *et al.* (1961) von verschiedenen Offenen Sternhaufen: NGC 225 (CD), NGC 1647 (CE), NGC 2129 (CF), NGC 2422 (CG), NGC 6494 (CH), NGC 6823 (CI), NGC 6910 (CJ), NGC 7031 (CK). In: Roger N. Clark (1990): Visual Astronomy of the Deep Sky (Cambrigde Univ. Press), pp. 250-266.

D Holländisches Komet Halley Handbuch (E.P. Bus).

E Everhardt's Selected Areas: EA = Area 51, EB = Area 57, EC = Area 68 (S&T 67, pp. 28-30).

FA V-Photometrie von Harold Ables, "Region No. 6" (ICQ 9, 99).

GA Hubble Space Telescope Guide Star Photometric Catalogue.

HD Henry Draper Katalog (Harvard. Coll. Obs. Annals).

HE Harvard E Regions, Kron-Cousins V-Photometrie von neun Feldern ($7^m < V < 16^m$, $\delta \approx -45°$). Graham 1982, P.A.S.P. 94, 244).

HK H_p-Helligkeiten des HIPPARCOS-Katalogs (ESA-SP1200).

HP Harvard Photometry (Harvard Coll. Obs. Annals).

HR Harvard Revised Photometry (H.C.O. Annals).

HV Johnson V-Helligkeiten des HIPPARCOS-Katalogs (ESA-SP1200).

L Landolt V Photoelectric Sequences (AJ 78, 959).

MC Carlsberg Meridian Catalogue (1989). La Palma. 50000 Sterne mit visuellen Helligkeiten bis herab zu $V = 13^m$.

ME V Photometry, Tedesco *et al.* , A.J. 87, 1585 (1982).

MP McCormick Photovisual Sequence (Univ. of Virginia).

MS "McCormick Photovisual Sequences", by C. A. Wirtanen and A. N. Vyssotsky (1945, Ap. J. 101, 141-178).

MT Visuelle Sternhelligkeiten für M67 (S&T 77, 332).

MV Publ. McCormick Obs., Vol. VI, Part II, pp. 201-306 ("Magnitudes and Coordinates of Comparison Stars ...", by S. A. Mitchell, 1935) or Vol. IX, Part V, pp. 59-88 ("Sequences for 50 Variable Stars", by Mitchell and C. A. Wirtanen, 1939).

NH Nordpol-Sequenz von Henden and Kaitchuck (1982, Astronomical Photometry, NY: Van Nostrand Reinhold), p.305.

NN Cluster Photometry NGC 2129/6531/1342 (Publ. US Naval XVII, p.406).

NO USNO Photoelectric Photometric Catalogue.

NP Nordpol-Sequenz (AAVSO).

NS Magnitudes ... of Stars North +80° (Carneg. Inst. Publ.).

PA M45 Sequence by Johnsen, Mitchell, 1958, Ap.J., 128,31.

PB Plejades chart S&T 70, 465 (1985).

PC Plejades chart, Astr. Phot., Handen et al., 1982, p. 298-300.

PI IC 4665 sequence von Henden and Kaitchuck (1982, s. NH).

RB "Photoelectric Magnitudes and Colours of Southern Stars", A. W. J. Cousins and R. H. Stoy (1963), in: Royal Observatory Bulletin No. 64 (Royal Greenwich Obs.), Series E3, pp. E101-E248.

RC	”Standard Magnitudes in the E Regions”, A. W. J. Cousins and R. H. Stoy (1962), in: Royal Observatory Bulletin No. 49 (Royal Greenwich Obs.), Series E2, pp. E1-E59.
SD	V-Helligkeiten von Sternen in/nahe M15 (A. Sandage 1970, Ap.J. 162, 841).
SE	V-Helligkeiten von 134 Sternen in der II Perseid Association (5.1^m-11.4^m), in: C. K. Seyfert et al., Ap.J. 132, 58.
SK	Brian Skiff’s Zusammenstellung von Sternhelligkeiten im LONEOS-Projekt (ftp://ftp.lowell.edu/pub/bas/starcats/loneos.phot).
SM	V-Helligkeiten aus ”A Visual Atlas of the Small Magellanic Cloud”, by Mati Morel (1989), Rankin Park, New South Wales.
SP	Skalnato-Pleso Atlas Coeli.
TA	Vergleichsstern-Helligkeiten aus ”The Amateur Sky Survey” (TASS) (http://www.tass-survey.org/) (ICQ No. 133).
TJ	Johnson V-Helligkeiten des TYCHO-Katalogs (ESA-SP1200).
TK	V_T-Helligkeiten des TYCHO-2-Katalogs (Hog et al. 2000, A.Ap. 355.2).
TT	V_T-Helligkeiten des HIPPARCOS-/TYCHO-Katalogs (ESA-SP1200).
YF	Yale Bright Star Catalogue (4. Auflage).
YG	Yale Bright Star Catalogue (5. Auflage).

Nicht empfohlene, aber notfalls verwendbare Quellen

Abk.	Bedeutung
AA	AAVSO Variable Star Atlas.
AH	Karte der Plejaden aus dem Handbuch für Sternfreunde von G. D. Roth.
AS	AAVSO-Karte von M81 (ICQ April 1993).
BD	Bonner Durchmusterung.
GR	Groombridge (ICQ 3, 15).
HS	V-Helligkeiten vom Hubble Space Telescope astrometric catalogue (CD-Version).
LM	V-Helligkeiten aus ”A Visual Atlas of the Large Magellanic Cloud”, by Mati Morel (1983), Rankin Park, New South Wales.
LN	Lampkins Naked-Eye Stars.
S	SAO-Katalog.
SA	M67-Sequenz von R.E. Schild (1983, PASP 95, 1021).
SC	Sky Catalogue 2000.0.
TB	Supernova Search Charts by G.D. Thompson and J.T. Bryan, Jr. (1989, Cambrigde University Press).
V	Veränderlichensequenzen bekannter Organisationen.
VB	Veränderlichensequenzen der BAA.
VF	Veränderlichensequenzen der AFOEV.

VN	Veränderlichensequenzen der RASNZ.
W	IHW-Karten der AAVSO: WA = SU Tau, WB = CZ Ori, WC = Y Tau, WD = V Tau, WE = X Sex, WF = S Sex, WG = SX Leo.
WH	unspezifizierte IHW-Karte.
WW	BAA-Karte, veröffentlicht im IHW-Handbook.

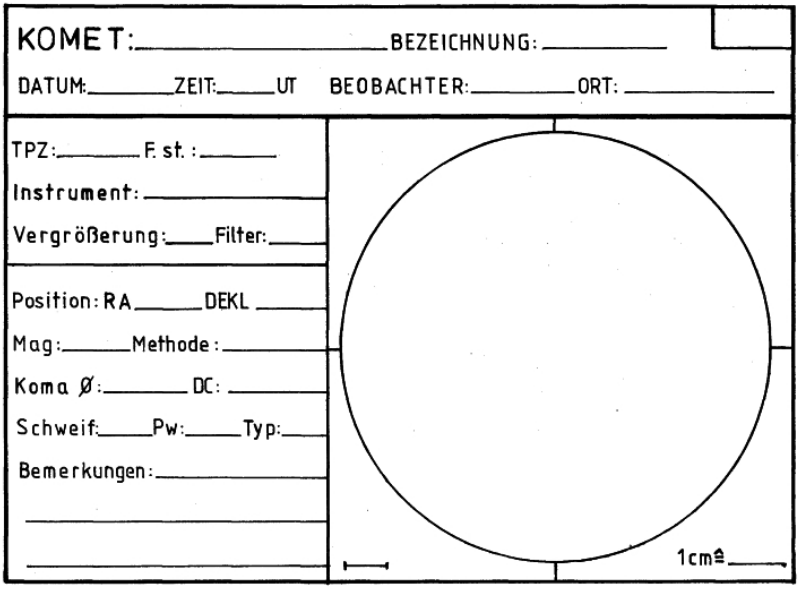
Extinktionskorrektur

Abk.	Bedeutung
&	Komet in einer Höhe von weniger als 20° beobachtet, aber keine Extinktionskorrektur angebracht.
$	Komet in einer Höhe von weniger als 10° beobachtet und Schätzung gemäß den Extinktionstabellen im Anhang C.2 korrigiert.
a	Extinktionskorrektur auf der Basis der Tabelle C.2 (durchschnittliche Atmosphäre) durchgeführt.
w	Extinktionskorrektur auf der Basis der Tabelle C.2 (winterliche Atmosphäre) durchgeführt.
s	Extinktionskorrektur auf der Basis der Tabelle C.2 (sommerliche Atmosphäre) durchgeführt.

Störeinflüsse

Abk.	Bedeutung
C	künstliche Beleuchtung
CL	durchziehende Wolken (bei Zusendung über Email W benutzen)
D	Dunst
F	Nebel
M	Mond
S	Satellitenspur durch den Kometen
T	Dämmerung
Z	Zodiakallicht

F Zeichenschablone und Beobachtungsbögen der VdS-FG Kometen



E.2 Visueller Beobachtungsbogen der VdS-Fachgruppe Kometen

Name und Bezeichnung: Komet _____

Beobachter _____ Adresse _____

Datum (UT)	MM	Helligkeit	Ref.	Instrument				Koma-durchm.	DC	Schweif		Grenz-größe	Bemerkungen
				Öffnung	Typ	1/f	Vergr.			Länge	PW		

Datum: in der Form JJJJ.MM.TT.dd(d) in UT!! MM = Helligkeits-Schätzmethode (Schlüssel!) Ref. = Vergleichssternsequenz (Schlüssel!)

Die Felder Datum, Öffnung, Typ (Schlüssel!) und Vergrößerung sind stets Pflichtfelder! Die Felder MM und Ref. sind bei einer Helligkeitsschätzung zusätzliche Pflichtfelder!

Pro Beobachtungsbogen bitte nur die Beobachtungen eines Kometen eintragen!!

E.3 Photographischer Beobachtungsbogen der VdS-Fachgruppe Kometen

Komet : _____ Beobachter : _____

Adresse : _____

Datum (UT)	mag.	Ref.	Instrument	Koma	DC	Schweif	Pos.	Bemerkungen

Index

AAVSO-Karten, 68
Abbildungsmaßstab, 105
Aberration
    Fixstern-, 246
    Planeten-, 246
    tägliche, 245
Anfangsbedingungen, 249
Antisolarrichtung, 94
Apheldistanz, 6
Apianus, Peter, 3
Aquinoktium, 228
Auflösung
    spektrale, 200
Auflösungsvermögen, 111
Ausgleichsverfahren, 261
Austrittspupille, 42

Bahnbestimmung, 243
    Eulersche Glg., 253
    Gaußsches Prinzip, 249
    Geometrische Fundamentalglg., 251
    Laplacesches Prinzip, 249
    nach Olbers-Banachiewicz, 252
    Olberssche Fundamentalglg., 253
Bahnelemente, 225, 243, 255
Bahnneigung, 228
Belichtungszeit
    maximale, 106
Beobachtungsfehler, 243
Beobachtungsreduktion, 245
Bessel, Friedrich, 8
Biermann, Ludwig, 12
Bildverarbeitungsprogramme, 211
Bobrovnikoff-Methode, 49
Brahe, Tycho, 4, 244

CBAT, 271, 273
CCD, 135
    Quantenausbeute, 141
    spektrale Empfindlichkeit, 141

DC-Wert, 54, 94
Dispersionskurve, 215
Dissoziation, 197
DSLR, 195
Dunkeladaption, 38

Einschrittverfahren, 269
Emissionsbanden, 197
Enveloppen, 2, 129
Ephemeriden
    Ellipsenbahn, 236
    Parabelbahn, 238

Ephemeridenrechnung, 243
Ephemeridenzeit (ET), 228
Euler, Leonhard, 244, 253
Extinktion, differentielle, 51
Exzentrizität, 6, 227

Fadenkreuzokular, 52
false nucleus, 54, 57
Feldstecher, 41
Film
    -empfindlichkeit, 110
    orthochromatisch, 110
    panchromatisch, 110
Filter
    Interferenz-, 45
    Swan-Band-, 45
Flatfieldkamera, 107
Fokussierung, 108
Forminggas, 111

Gasproduktion, 78, 79
Gasschweif, 2, 12, 25
Gauß, Carl Friedrich, 261
Gaußkonstanten, 236
Gaußsche Konstante *k*, 237, 249
Gegenschweif, 26
Geisterbilder, 132, 272
Geozentrum, 245
Gitter, 199
Gravitationsgesetz, 5, 247
Gravitationskonstante, 249
Grenzgröße, 40
    erreichbare, 105
Guide Star Catalogue (GSC), 44, 69
Guide Star Photometric Catalogue, 68

Halbachse, große, 6
Halley, Edmond, 5
Helligkeit
    absolute, 78
    heliozentrische, 79
    photographische, 67
    photovisuelle, 66
    scheinbare, 79
    visuelle, 66
Helligkeits
    -aus-/einbrüche, 20, 83
    -entwicklung, 18
    -formel, 78
    -parameter, 77, 83
    -schätzung, 47
Hevelke (Hevelius), Johann, 4
HIPPARCOS-Katalog, 67
Hypersensibilisierung, 111

ICQ-Format, erweitertes, 282
Indirektes Sehen, 37
Ionenschweif, 2

Jahreszeiteneffekte, 82
Jet, 2, 12, 57, 129
Julianisches Datum (JD), 230

Keen-Methode, 50
Kegelschnittelemente, 249
Kepler, Johannes, 4
Keplergleichung, 233, 237
Keplersche Bahnelemente, 249
Keplersche Gesetze, 5, 250

Kernschatten, 24, 129
Kernteilung, 20, 21
Knotenlänge, 228
Koma, 2, 196
Komadurchmesser, 51, 52
  absoluter, 90
  scheinbarer, 88
Komet
  122P/de Vico, 18, 26
  19P/Borrelly, 23
  1P/Halley, 13, 19, 25
  2P/Encke, 8
  41P/Tuttle-Giacobini-Kresak, 20
  73P/Schwassmann-Wachmann 3, 20, 26
  Austin (1984i), 26
  Austin (1990 V), 19
  Bradfield (1987s), 24, 26
  Brooks 2 (1889 V), 6
  C/1995 O1 (Hale-Bopp), 23
  C/1996 B2 (Hyakutake), 19, 27
  C/1996 Q1 (Tabur), 20
  C/2002 C1 (Ikeya-Zhang), 210
  IRAS-Araki-Alcock (1983d), 22
  Levy (1990c), 18
  Lexell (1770 I), 6, 22
  Liller (1988a), 19
  Machholz (1985e), 20
  Machholz (1988j), 20
  Mueller (1991h_1), 20
  Okazaki-Levy-Rudenko (1989r), 26
  P/Machholz 2 (1994o), 21
  Panther (1980u), 17
  Shoemaker-Levy 9, 21
  Skorichenko-George (1989e_1), 19
  Sugano-Saigusa-Fujikawa (1983e), 23
  Tanaka-Machholz (1992d), 20
  Tsuchiya-Kiuchi (1990i), 20
  West (1976 VI), 20
Komet Shoemaker-Levy 9, 13
Kometen
  -aufnahmen, erste, 9
  -bahn, 4, 6
  -entdeckung, 271
  -familie, 7
  -kern, 2, 57, 196
  -kopf, 2
  -masse, 6
  -materie, 10, 12
  -parameter, 74
  -schweif, 2
  -spektren, erste, 9
  chemische Zusammensetzung, 197
  erdnahe, 22
  Hydroxylwolke, 197
  periodische, 6
  Wasserstoffwolke, 197
Kometennomenklatur
  Alte, 9
  Neue, 9
Kometensucher, 41
Kompositverfahren, 123
Kondensationsgrad (DC), 53
Korrelationskoeffizient, 85

Lambert, Johann Heinrich, 244

Lambertsches Theorem, 253
Lichtlaufzeit, 246

Mehrschrittverfahren, 269
Meteorstrom, 11
Mikrometermessung, 246
Mindestvergrößerung, 39
Mittelwert
    arithmetischer, 74
    gewichteter gleitender, 97
Morris-Methode, 49
MPC, 245
    Stationscode, 246

Nachführung, indirekte, 118
Negativfehler, 132
Newcombsche Theorie, 232
Newton, Isaac, 244
Newton-Verfahren, 237
Nichtgravitative Kräfte, 3, 8, 268
Nordpolsequenz, 68
Numerische Integration, 262

Offnungswinkel, 94
Olbers, Wilhelm, 243, 244
Oort, Jan, 11
Ort (am Himmel), 245

Parabel, 243
Parabelbahn, 5, 6
Parallaktische Faktoren, 245
Parallaxe
    tägliche, 245
    trigonometrische, 244
Perihel
    -datum, 228
    -distanz, 227
    -länge, 228
Phasenwinkel, 93
Planetenstörungen, 268
Plasmaschweif, 198
Positionswinkel, 94
POSS, 272
Präzession, 246
Prisma, 199
    Ablenkwinkel, 201
    Winkeldispersion, 201
Prismenkennlinie, 215
Ptolemäus, 244
Pupillendurchmesser, 39

Randbedingungen, 249
Referenzsystem, 246
Reflektor
    Newton-, 42
    Schmidt-Cassegrain, 42
Refraktion, 245
Refraktion, differentielle, 120
Refraktor, 42
Residuen, 260
Restfehler, 260

säkular, 77
Sandhaufen-Modell, 11
Sandwichmethode, 124
Scheinbarer Ort, 246
Schiaparelli, Giovanni, 11
Schiefe der Ekliptik, 236, 256
Schmidtkamera, 107

Schneeball-Modell, 12, 196
Schwarzschildeffekt, 110
Schweif, 52
    -abriß, 2, 26, 129
    -knick, 129
    -kondensation, 26, 129
    -strahlen, 2, 26
    Typ I, *siehe* Gasschweif
    Typ II, *siehe* Staubschweif
Schweiflänge
    absolute, 92
    scheinbare, 52, 92
Schweifstern (Publikation), 274
Seeingscheibchen, 200, 202
Sidgwick-Methode, 49
Sonne
    UV-Strahlung, 197
Sonnenkoordinaten, 232, 245
Sonnenspektrum, 198
Sonnenwind, 2, 12
Spektrograph, 198
    Abbildungsoptik, 205
    Betrachtungsokular, 202
    Detektor, 205
    Dispersionsprisma, 204
    Gehäuse, 205
    Geradsichtprisma, 204
    Kollimator, 204
    Offnungsverhältnis, 201
    Rasierklingenspalt, 204
    Selbstbau, 201
    Spalt, 203
Spektrum, 198
    Hintergrund, 214
    Länge, 202
    Linienidentifikation, 217
Spezielle Störungsrechnung, 268
Spiegelteleskop, 41
Stäbchen, 37
Standardäquinoktium, 245
Standardabweichung, 74
Staubkokon, 57
Staubschweif, 2, 25, 198
Sternkatalog
    GSC, 44, 69
    GSPC, 68
Strahlungsdruck, 3, 11, 13
Streamer, 26, 57, 94, 129
Struve, Wilhelm, 8
Swan-Band-Filter, 45
Swan-Banden, 197, 200

Tabellen
    Code für periodische Kometen, 280
    Schlüssellisten, 284
    Tagesbruchteile, 276
Teilkreise, 44
Topozentrum, 245
TYCHO-2-Katalog, 67
TYCHO-Katalog, 67

Umkopieren, 124
UT, 43, 228

VdS-Fachgruppe Kometen, 274
Vergleichsstern, 48
Vergleichssternhelligkeiten, 48, 50

Wellenlängen
    -kalibrierung, 215
Weltzeit, 43, 228
Whipple, Fred, 11
Winkelfunktionen, 229

Zäpfchen, 37
Zeichnung, 58
Zweikörperproblem, 247, 261